

**UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA CATARINA  
DEPARTAMENTO DE FÍSICA**

Fábio Rafael Herpich

**EFEITOS DE ESTRUTURAS DE POEIRA EM TORNO DE ANÃS  
BRANCAS**

Florianópolis (SC)

2011



Fábio Rafael Herpich

**EFEITOS DE ESTRUTURAS DE POEIRA EM TORNO DE ANÃS  
BRANCAS**

Dissertação submetido ao Programa de Pós-  
graduação em Física para a obtenção do  
Grau de Mestre.

Orientador: Prof. Dr. Antonio N. Kanaan

Florianópolis (SC)

2011

Catálogo na fonte pela Biblioteca Universitária  
da  
Universidade Federal de Santa Catarina

H563e Herpich, Fábio Rafael

Efeitos de estruturas de poeira em torno de Anãs brancas  
[dissertação] / Fábio Rafael Herpich ; orientador, Antônio  
Nemer Kanaan Neto. - Florianópolis, SC : 2011.

148 p.: il., grafs., tabs.

Dissertação (mestrado) - Universidade Federal de Santa  
Catarina, Centro de Ciências Físicas e Matemáticas. Programa  
de Pós-Graduação em Física.

Inclui referências

1. Física. 2. Anã branca. 3. Galáxias ativas. 4. Ventos  
estelares. 5. Absorção. 6. Espalhamento (Física). I. Kanaan  
Neto, Antonio Nemer. II. Universidade Federal de Santa  
Catarina. Programa de Pós-Graduação em Física. III. Título.

CDU 53



Dedico este trabalho aos meus pais, de onde  
sempre obtive apoio e confiança.

## AGRADECIMENTOS

Ao CNPq pelo apoio financeiro.

À minha família pelo apoio ininterrupto em minha vontade de estudar frente a todas as dificuldades encontradas ao longo do caminho trilhado.

Ao Professor Dr. Antônio Kanaan pela sabedoria compartilhada, o companheirismo e a paciência nos momentos difíceis.

Aos Professores Dr. Alex Fabiano Murillo e Dr. Odilon Giovannini pelo tempo e apoio para me ensinar a utilizar o modelo de atmosferas de anãs brancas.

Ao astrônomo residente do SOAR Luciano Fraga, pela atenção e cuidado em seu trabalho no telescópio.

Ao Professor Dr. Bernardo Borges pelo auxílio e incentivo na elaboração do trabalho e nos bares da vida.

Ao Professor Dr. Raymundo Baptista que guiou meus primeiros passos na carreira científica.

Aos professores e colegas do Grupo de Astrofísica da UFSC (GAS-UFSC) pela unidade e companheirismo, em especial aos amigos Tiago Ribeiro e William Schoenell que muito contribuíram com seu conhecimento em computadores e que foram essenciais para meu aprendizado.

Aos meus amigos das horas de domínio: Renato, Nani, Leo, Fantin, Rony “Baga”, Elia e Anna “Anninha” que ouviram muitas reclamações com paciência e ofereceram uma cerveja gelada.

À Val, com quem aprendi que algumas pessoas são inesquecíveis e que na vida não existem só flores e os espinhos não são tão dolorosos que não se possa suportar.

A todos os amigos e pessoas que de um modo ou de outro participam ou participaram do meu dia a dia desta universidade.

*“A grandeza de um país não é medida por sua extensão territorial, mas pela educação e cultura de seu povo.*

*A falta de investimentos na educação torna-o frágil.*

*Na fragilidade cultural de um povo, firma-se um sistema político incerto.*

*E na incerteza política aliada à falta de educação, criam-se políticos medíocres.”*

Paulo Roberto Martins Contador

## RESUMO

Observações mostram que algumas anãs brancas ricas em metais, como cálcio e silício, possuem um excesso no infravermelho. A associação desse excesso à presença de metais nesses objetos levou à ideia de que discos ou nuvens de poeira poderiam ser tragados lentamente pela estrela. Estudos dessas estruturas tem focado sua atenção na região infravermelha do espectro por causa da baixa temperatura da poeira ( $\sim 1000\text{K}$ ) que contribui efetivamente nos comprimentos de onda maiores. Sob nova perspectiva fizemos observações do espectro integrado estrela + disco desses objetos na faixa espectral do ultravioleta próximo e óptico, que nos permite detectar efeitos indiretos da presença de disco através da absorção e do espalhamento da luz emitida pela estrela. Se a forma da estrutura for casca esférica, serão observados os mesmos efeitos em todos os sistemas. Valendo-se de dados coletados em 2008 e 2010 com o espectrógrafo Goodman do telescópio SOAR, obtemos as análises observacionais a fim de determinar as grandezas físicas do disco, como massa, composição, profundidade óptica e inclinação relativa à linha de visada. Neste trabalho analisamos seis anãs brancas, entre os quais identificamos três casos onde é possível haver algum efeito.

**Palavras-chave:** Anã branca; disco de poeira; SOAR; excesso infravermelho; absorção; espalhamento

## ABSTRACT

Observations show that some white dwarf stars rich in metals such as calcium and silicon, have an infrared excess. The association of this excess to the presence of metals such objects led to the idea that dust clouds or disks could be slowly swallowed by the star. Studies of these structures has focused attention on the infrared region of the spectrum because of low temperature dust ( $\sim 1000\text{K}$ ) that contributes effectively in the longer wavelengths. New perspective have made observations of the star + disk integrated spectrum of such objects in the near ultraviolet spectral range and optical, which allows us to detect the presence of indirect effects through the disk absorption and scattering of light emitted by the star. If the shape of the structure is spherical shell, will be observed the same effects on all systems. Drawing on data collected in 2008 and 2010 with the Goodman spectrograph SOAR Telescope, we have the observational analysis to determine the physical disk, such as mass, composition, optical depth and slope on the line of sight. We examined six white dwarfs, among which we identified three cases where there may be some effect.

**Keywords:** White dwarf; dust disc; SOAR; infrared excess; absorption; scattering

## LISTA DE FIGURAS

Figura 1	Espectrofotometria de G 29-38 .....	20
Figura 2	Espectro da poeira em torno de G 29-38 .....	25
Figura 3	Razão esperada entre alvo e padrão quando a inclinação .....	29
Figura 4	Razão esperada entre alvo e padrão quando o disco espelha ..	30
Figura 5	Perfis de linha teóricos .....	31
Figura 6	Ajustes do modelo de atmosferas para as linhas de Balmer ...	32
Figura 7	Espectros de dezembro de 2008 .....	36
Figura 8	Espectros da noite de 11 de fevereiro de 2010 .....	37
Figura 9	Espectros da noite de 19 fevereiro de 2010 .....	38
Figura 10	Espectros da noite de 12 de abril de 2010 .....	38
Figura 11	Espectros da noite de 13 de abril de 2010 .....	39
Figura 12	Espectros da noite de 09 de maio de 2010 .....	39
Figura 13	Espectros da noite de 10 de maio de 2010 .....	40
Figura 14	Divisão dos espectros de GD 56 .....	41
Figura 15	Variação do coeficiente de extinção atmosférica .....	45
Figura 16	Divisão dos espectros de HS 1153+1416 .....	46
Figura 17	Divisão dos espectros da noite de dezembro de 2008 .....	47
Figura 18	Divisão dos espectros de GD 133 .....	48
Figura 19	Divisão dos espectros de WD 1026+023 .....	48
Figura 20	Divisão dos espectros de PG 1457-086 .....	49
Figura 21	Divisão dos espectros de WD 1527+090 .....	49
Figura 22	Divisão dos espectros de WD 1041+092 .....	50
Figura 23	Divisão dos espectros de WD 1226+110 .....	51
Figura 24	Divisão dos espectros de WD 1457-086 .....	52
Figura 25	Divisão dos espectros de HE 1307-0059 .....	53
Figura 26	Valores de $T_{\text{eff}}$ e $\log g$ da literatura vs calculados .....	58
Figura 27	Ajuste das linhas da série de Balmer para Ross 548 .....	59
Figura 28	Ajuste das linhas da série de Balmer para HZ 4 .....	59
Figura 29	Ajuste das linhas da série de Balmer para GD 56 .....	60
Figura 30	Ajuste das linhas da série de Balmer para HZ 2 .....	60
Figura 31	Ajuste das linhas da série de Balmer para LTT 3218 .....	61
Figura 32	Ajuste das linhas da série de Balmer para WD 1026+023 ....	61

Figura 33	Ajuste das linhas da série de Balmer para WD 1026+023 ....	62
Figura 34	Ajuste das linhas da série de Balmer para WD 1036+085 ....	62
Figura 35	Ajuste das linhas da série de Balmer para WD 1041+091 ....	63
Figura 36	Ajuste das linhas da série de Balmer para HS 1102+0032 ....	63
Figura 37	Ajuste das linhas da série de Balmer para GD 133.....	64
Figura 38	Ajuste das linhas da série de Balmer para GD 133.....	64
Figura 39	Ajuste das linhas da série de Balmer para HS 1153+1416 ....	65
Figura 40	Ajuste das linhas da série de Balmer para WD 1226+110 ....	65
Figura 41	Ajuste das linhas da série de Balmer para LTT 4816.....	66
Figura 42	Ajuste das linhas da série de Balmer para HE 1307-0059 ....	66
Figura 43	Ajuste das linhas da série de Balmer para LTT 5712.....	67
Figura 44	Ajuste das linhas da série de Balmer para LTT 5712.....	67
Figura 45	Ajuste das linhas da série de Balmer para WD 1457-086.....	68
Figura 46	Ajuste das linhas da série de Balmer para WD 1527+090 ....	68
Figura 47	Ajuste das linhas da série de Balmer para WD 1548+149 ....	69
Figura 48	Ajuste das linhas da série de Balmer para G 29-38 .....	69
Figura 49	Espectros de GD 56 e HS 1153+1416, e as razões $\xi_o$ e $\xi$ ....	73
Figura 50	Espectros de GD 56 e HZ 4, e as razões $\xi_o$ e $\xi$ .....	74
Figura 51	Espectros de GD 56 e Ross 548, e as razões $\xi_o$ e $\xi$ .....	76
Figura 52	Espectros de GD 133 e WD 1026+023, e as razões $\xi_o$ e $\xi$ ....	77
Figura 53	Diferentes espectros de GD 133 e WD 1026+023, $\xi_o$ e $\xi$ ....	78
Figura 54	Razões modelo de GD 133 e PG 1026+023.....	79
Figura 55	Testes das razões modelo para $T_{\text{eff}}$ e $\log g$ de GD 133 e WD 1026+023.....	81
Figura 56	Razões $\xi_o$ e $\xi$ da segunda solução de $T_{\text{eff}}$ e $\log g$ de GD 133 .	82
Figura 57	Espectros de GD 133 e LTT 3218, e as razões $\xi_o$ e $\xi$ .....	83
Figura 58	Espectros de PG 1457-086 e PG 1527+091, e as razões $\xi_o$ e $\xi$	85
Figura 59	Divisão dos espectros da PG 1457-086 pelos da padrão PG 1527+091.....	86
Figura 60	Testes dos espectros de PG 1457-086 e PG 1527+091 .....	87
Figura 61	Espectros de PG 1457-086 e HE 1307-0059, e as razões $\xi_o$ e $\xi$	88
Figura 62	Testes da razão de PG 1457-086 por HE 1307-0059.....	90
Figura 63	Espectros de PG 1457-086 e LTT 4816, e as razões $\xi_o$ e $\xi$ ...	91
Figura 64	Testes da razão de PG 1457-086 por LTT 4816 .....	92

Figura 65 Espectros de WD 1041+091 e HE 1307-0059, e as razões $\xi_o$ e $\xi$ .....	93
Figura 66 Testes da razão de WD 1041+091 por HE 1307-0059 .....	94
Figura 67 Espectros de WD 1226+110 e HE 1307-0059, e as razões $\xi_o$ e $\xi$ .....	96
Figura 68 Espectros de G 29-38 e Ross 548, e as razões $\xi_o$ e $\xi$ .....	97
Figura 69 Razão entre os espectros individuais de G29-38 e Ross 548 ..	98
Figura 70 Testes da razão entre G 29-38 e Ross 548 .....	99
Figura 71 Espectros de G29-38 e HZ 4, e as razões $\xi_o$ e $\xi$ .....	101
Figura 72 Testes da razão entre G 29-38 e HZ 4 .....	102
Figura 73 Espectros de HZ 4 e Ross 548, e as razões $\xi_o$ e $\xi$ .....	103
Figura 74 Espectros de WD 1026+023 e LTT 3218, e as razões $\xi_o$ e $\xi$ ..	105
Figura 75 Razões $\xi_o$ e $\xi$ de WD 1026+023 e LTT 3218 para a segunda solução .....	106
Figura 76 Espectros de LTT 3218 e HE 1307-0059, e as razões $\xi_o$ e $\xi$ ..	107
Figura 77 Razão entre os espectros de PG 1457-086 .....	108
Figura 78 Espectros de WD 1026+023 e HS 1153+1416, e as razões $\xi_o$ e $\xi$ .....	109
Figura 79 Razões $\xi_o$ e $\xi$ WD 1026+023 e HS 1153+1416 para a segunda solução .....	110
Figura 80 Efeitos observados para cada estrela alvo .....	111
Figura 81 Diferença percentual entre $\xi_o$ e $\xi$ de GD 56 .....	113
Figura 82 Diferença percentual entre $\xi_o$ e $\xi$ de WD 1041+091 .....	113
Figura 83 Diferença percentual entre $\xi_o$ e $\xi$ de WD 1226+110 .....	114
Figura 84 Diferença percentual entre $\xi_o$ e $\xi$ da segunda solução de GD 133 .....	114
Figura 85 Diferença percentual entre $\xi_o$ e $\xi$ da primeira solução de GD 133 .....	115
Figura 86 Diferença percentual entre $\xi_o$ e $\xi$ de G 29-38 .....	115
Figura 87 Diferença percentual entre $\xi_o$ e $\xi$ de PG 1457-086 .....	116
Figura 88 Modelos para olivina e $\tau_0 = 0.01$ .....	117
Figura 89 Modelos para olivina e $\tau_0 = 0.1$ .....	118
Figura 90 Modelos para piroxena e $\tau_0 = 0.01$ .....	119
Figura 91 Modelos para piroxena e $\tau_0 = 0.1$ .....	120
Figura 92 Diferença percentual relativa para olivina e $\tau_0 = 0.01$ .....	122



Figura 93	Diferença percentual relativa para olivina e $\tau_0 = 0.1$ . . . . .	123
Figura 94	Diferença percentual relativa para piroxena e $\tau_0 = 0.01$ . . . . .	124
Figura 95	Diferença percentual relativa para piroxena e $\tau_0 = 0.1$ . . . . .	125
Figura 96	Diferença percentual relativa para olivina e $\tau_0 = 0.01$ . . . . .	130
Figura 97	Diferença percentual relativa para olivina e $\tau_0 = 0.1$ . . . . .	131
Figura 98	Diferença percentual relativa para piroxena e $\tau_0 = 0.01$ . . . . .	131
Figura 99	Diferença percentual relativa para piroxena e $\tau_0 = 0.1$ . . . . .	132

## LISTA DE TABELAS

Tabela 1	Lista de anãs brancas frias com excesso no infravermelho . . . .	26
Tabela 2	Diário das observações . . . . .	34
Tabela 3	Anãs brancas observadas . . . . .	35
Tabela 4	Dispersão na direção do ângulo paralático . . . . .	42
Tabela 5	Temperatura, gravidade superficial e massa estimados . . . . .	55
Tabela 6	Diferença entre os valores de $T_{\text{eff}}$ e $\log g$ calculados pelos da literatura . . . . .	56
Tabela 7	Resumo dos efeitos observados . . . . .	112
Tabela 8	Diferenças limites para efeitos de obscurecimento e espalhamento . . . . .	121
Tabela 9	Estimativas dos limites dos parâmetros do disco . . . . .	129

## SUMÁRIO

<b>1 INTRODUÇÃO</b>	15
<b>2 ANÃS BRANCAS: UMA REVISÃO</b>	17
2.1 ANÃS BRANCAS	17
2.2 DIFUSÃO DE METAIS EM ANÃS BRANCAS	18
2.3 EXCESSO NO INFRAVERMELHO	19
2.4 ABSORÇÃO E ESPALHAMENTO NO ULTRAVIOLETA PRÓ- XIMO E ÓPTICO	24
2.4.1 Temperatura e gravidade superficial de anãs brancas	28
<b>3 OBSERVAÇÃO E REDUÇÃO DOS DADOS</b>	33
3.1 DESCRIÇÃO DAS OBSERVAÇÕES	33
3.2 ANÁLISES PRELIMINARES	37
3.2.1 Perda de luz na fenda	37
3.2.2 Extinção atmosférica	43
3.3 PERDA DE LUZ NA FENDA PARA ALVO E COMPARAÇÃO	45
<b>4 RESULTADOS E DISCUSSÃO</b>	54
4.1 ESTIMATIVAS DE TEMPERATURA EFETIVA E GRAVIDADE SUPERFICIAL	54
4.2 ANÁLISE ENTRE ALVO-PADRÃO	57
4.2.1 GD 56	72
4.2.2 GD 133	75
4.2.3 PG 1457-086	84
4.2.4 WD 1041+091	89
4.2.5 WD 1226+110	95
4.2.6 G 29-38	95
4.3 ANÁLISE DOS EFEITOS DE EXTINÇÃO ATMOSFÉRICA	100
4.3.1 Divisão das padrões	100
4.3.2 Análise da extinção atmosférica entre noites distintas	104
4.4 COMPARAÇÃO COM O MODELO DE DISCO	108
4.4.1 Resumo dos efeitos observados	110
4.4.2 Modelos para diferentes propriedades do disco de poeira	116
4.4.3 Parâmetros do disco	121
4.4.3.1 Nenhum efeito observado: GD 56, WD 1041+091, WD 1226+110 e GD 133 <sup>2</sup>	126
4.4.3.2 Efeito duvidoso: GD 133 <sup>1</sup> e G 29-38	127
4.4.3.3 Provável efeito: PG 1457-086	128
4.4.4 Aumentando a possibilidade de se observar algum efeito	128
<b>5 CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS</b>	133

<b>ANEXO A – Raio de Roche.....</b>	<b>137</b>
<b>Referências Bibliográficas .....</b>	<b>138</b>

## 1 INTRODUÇÃO

Um dos possíveis finais da vida de uma estrela é tornar-se uma anã branca, um objeto compacto com uma massa comparável à do Sol ( $M_{wd} \sim 0.6 M_{\odot}$ ) e raio comparável ao da Terra ( $R_{wd} \sim 10^{-2} R_{\odot}$ ) (HANSEN; KAWALER, 1994). Assim como o estudo de um fóssil é capaz de dizer as circunstâncias de sua vida, o estudo dessas estrelas nos fornece informações sobre a evolução das estrelas em geral.

Por causa da sua pequena área superficial, esses objetos demoram cerca de  $10^8$  anos para dissipar a energia gerada durante a sequência principal até atingir temperaturas  $\sim 10\,000$ - $20\,000$  K (LEGGETT; RUIZ; BERGERON, 1998). Por causa da sua enorme atração gravitacional, todo material mais pesado que hidrogênio e hélio afunda rapidamente para o núcleo. O tempo necessário para que metais precipitem para o núcleo da estrela em atmosferas de hidrogênio é de  $\sim 10^2$  anos e em atmosferas de hélio é de  $\sim 10^5$  anos, um tempo muito curto em comparação com o tempo de resfriamento de uma anã branca (FONTAINE; MICHAUD, 1979; PAQUETTE et al., 1986; KOESTER, 2009). Isso faz com que apenas efeitos de hidrogênio e hélio sejam observados. Entretanto, há um grupo de anãs brancas onde é possível observar metais como cálcio, magnésio e ferro. Por isso, mecanismos como ventos estelares para anãs brancas quentes ( $T_{\text{eff}} \gtrsim 30\,000$  K) e acréscimo externo para anãs brancas frias, são considerados para explicar a presença de metais nesses objetos.

Para a temperatura típica de uma anã branca fria ( $T_{\text{eff}} \sim 15\,000$  K), a maior parte de sua luz é emitida na região do ultravioleta próximo e azul do espectro. Por isso, causou espanto na comunidade o descobrimento de uma anã branca que possui um significativo excesso de luz na região do infravermelho próximo. A temperatura de cor desse excesso através de um ajuste de corpo negro é de  $T_{\text{eff}} \sim 1\,000$  K (ZUCKERMAN; BECKLIN, 1987b). A associação do excesso infravermelho com a presença de metais na atmosfera levou à ideia de que discos ou nuvens de poeira estariam sendo tragados lentamente pela estrela, sendo responsáveis pela quantidade observada de metais. Após essa descoberta, outras 19 anãs brancas com excesso no infravermelho foram encontradas.

Estudos da região do infravermelho desses objetos sugerem que essa poeira tenha origem em um asteroide despedaçado pelo campo gravitacional da estrela e tem composição semelhante a objetos observados no sistema solar, porém as informações quanto a geometria da nuvem de poeira ainda são incertas e ajustes do excesso infravermelho fornecem resultados similares para disco, toroide ou casca esférica uniformemente distribuída em torno

da estrela (GRAHAM et al., 1990a, 1990b; DEBES; SIGURDSSON, 2002; JURA, 2003; REACH et al., 2005; BECKLIN et al., 2005; KILIC et al., 2005).

Com a finalidade de elucidar esse problema, estudamos o efeito da poeira na região do visível e ultravioleta próximo do espectro, acreditando que a estrutura causadora do excesso no infravermelho deve fornecer efeitos observáveis nessa região do espectro através de efeitos de absorção e espalhamento da luz da estrela. Neste trabalho, estudamos seis anãs brancas e tentamos detectar algum efeito de absorção ou espalhamento da luz da estrela progenitora por um disco de poeira. Para isso, utilizamos de anãs brancas que não possuem excesso no infravermelho detectado para fazer a comparação. Para extrair os efeitos causados pela diferença de temperatura e gravidade superficial entre estrelas distintas, um modelo de atmosferas estelares é utilizado.

Assim, pode-se testar o modelo de disco e atacar o problema do excesso no infravermelho através de uma nova abordagem, visando identificar as propriedades físicas do disco de forma independente.

## 2 ANÃS BRANCAS: UMA REVISÃO

Em 1987 constatou-se pela primeira vez a presença de um excesso infravermelho em torno da anã branca G 29-38 (ZUCKERMAN; BECKLIN, 1987b). Esse excesso foi associado à presença de poeira em torno da estrela, o que não é esperado, pois o tempo de vida desse tipo de objeto é muito grande e qualquer tipo de poeira já deveria ter precipitado. A associação do excesso infravermelho a um disco orbitando a anã branca junto com a descoberta de outras estrelas com o mesmo efeito traz uma nova gama de possibilidades para pesquisa e é esse problema que iremos atacar nesse trabalho, porém não focando os efeitos observados no infravermelho e sim os efeitos possíveis de serem observados no ultravioleta próximo e óptico.

### 2.1 ANÃS BRANCAS

Quando o material disponível para haver queima por fusão nuclear acaba no interior de uma estrela, as camadas externas são expulsas na forma de uma nebulosa planetária e o núcleo se contrai devido à gravidade, ficando com dimensões muito inferiores à estrela progenitora. Comportando uma massa aproximadamente igual à do Sol em um raio comparável ao da Terra ( $\sim 10^{-2}R_{\odot}$ ), sua gravidade superficial é extremamente grande,  $\sim 10^4$  vezes maior que a do Sol (HANSEN; KAWALER, 1994). Um objeto desse tipo não gera mais calor por fusão nuclear, mas devido à sua pequena área superficial, permanece por milhões de anos gastando a energia gerada durante o período de permanência na sequência principal. Como são objetos muito quentes comparados com o Sol, possuem aparência branca e receberam o nome de anãs brancas (HANSEN; KAWALER, 1994).

Por causa da enorme gravidade superficial, o tempo de precipitação de elementos mais pesados que hidrogênio e hélio é muito menor que o tempo evolutivo dessas estrelas. Por isso, na maioria das anãs brancas, só se observa efeitos de hidrogênio e hélio em seu espectro (LIEBERT et al., 1984). Anãs brancas onde só se observa hidrogênio são chamadas DAs e compreendem 75% do total observado, enquanto naquelas em que se observa apenas hélio, denominam-se DBs (FONTAINE; WESEMAEL, 2001). Em anãs brancas quentes (com temperatura acima de 100 000 K) há maior possibilidade de se observar efeitos de elementos pesados, já que houve menos tempo para ocorrer difusão atmosférica. Porém há algumas exceções, em que anãs brancas frias (com temperatura abaixo de 25 000 K) apresentam traços de elementos tais como cálcio, ocasionalmente acompanhado de magnésio e ferro. Estes

objetos são classificados como DZs, onde Z denomina presença de metais. Seguindo esse formato, uma anã branca com predominância de hidrogênio e que apresenta traços de metais é classificada como DAZ e, se nessa mesma estrela for observada a presença de hélio, acrescenta-se o caractere B, sendo classificada como DAZB (LIEBERT et al., 1984).

## 2.2 DIFUSÃO DE METAIS EM ANÃS BRANCAS

Podemos pensar numa grande variedade de mecanismos responsáveis pela difusão (propagação) de metais na atmosfera de uma anã branca. Em objetos que possuem temperaturas maiores que 30 000 K, as forças radiativas podem suportar quantidades finitas de elementos mais pesados que o constituinte principal da atmosfera (VAUCLAIR; VAUCLAIR; GREENSTEIN, 1979). Bruhweiler e Kondo (1983) reúnem evidências da ação de ventos estelares agindo como um mecanismo eficiente para explicar a abundância de elementos na atmosfera de anãs brancas ricas em hidrogênio e com altas temperaturas efetivas ( $T_{\text{eff}}$ ) (entre 22 000 K e 55 000 K). Uma combinação desses dois mecanismos fornece um importante ferramental para explicar as taxas de metais observadas em DAs nessa fase da evolução, onde os objetos apresentam altas temperaturas. Entretanto, para anãs brancas frias, não há evidências de ventos e as forças radiativas são desprezíveis (BRUHWEILER; KONDO, 1983).

Em anãs brancas frias o acréscimo por material vindo do meio interestelar surge como um eficiente mecanismo para explicar a abundância de metais em alguns objetos (FONTAINE et al., 1984). Nesse grupo excluem-se o caso de carbono detectado em algumas DBs, onde a presença de um reservatório (núcleo rico em carbono) logo abaixo da fina camada de hélio pode explicar traços desse elemento na atmosfera, não se fazendo necessário invocar um mecanismo extrínseco (FONTAINE et al., 1984). Um cenário de acreção-difusão proposto por vários autores sugere que abundâncias finitas de elementos pesados podem ser mantidas em atmosferas de anãs brancas frias por um equilíbrio entre acreção e difusão (FONTAINE; MICHAUD, 1979; VAUCLAIR; VAUCLAIR; GREENSTEIN, 1979; ALCOCK; ILLARIONOV, 1980; Muchmore, 1980; MUCHMORE, 1984). Considerando o longo tempo de vida dessa classe de objetos, há grande possibilidade de ter havido algum episódio de acreção durante o resfriamento, fazendo com que o cenário de acreção-difusão torne-se atrativo diante da existência de uma fração de anãs brancas frias onde se constata a poluição da atmosfera por elementos pesados (WESEMAEL, 1979).



As escalas de tempo de difusão de elementos mais pesados que hidrogênio ou hélio em anãs brancas estimadas por Fontaine e Michaud (1979), Paquette et al. (1986) e Koester (2009) ( $\sim 10^2$  anos para DAs e  $\sim 10^5$  anos para DBs), são muito curtas comparadas à escala de tempo evolutivo desses objetos ( $\sim 10^8$  anos). Para escalas de tempo de difusão tão curtas, principalmente em DAs a probabilidade de se observar objetos desse tipo é pequena e se faz necessária a existência de algum mecanismo que mantenha a metalicidade constante. Nesse contexto, Koester e Wilken (2006) calcularam a taxa de acréscimo necessária para manter essa metalicidade constante, encontrando valores típicos de  $10^{-18}$  a  $10^{-15} \text{ M}_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ . Esses valores são altos demais para serem explicados exclusivamente por acréscimo do meio interestelar, necessitando de outro meio de acreção. Além disso, se a presença de metais nas atmosferas de DBs é exclusivamente dada por este meio, deveríamos observar traços de poluição da atmosfera dessas estrelas por hidrogênio, constituinte principal de nuvens interestelares, fato que não é constatado (DUPUIS; FONTAINE; WESEMAEL, 1993; FARIHI; ZUCKERMAN; BECKLIN, 2008). Em DBs o problema da metalicidade não é tão extremo, pois a difusão de metais em atmosferas de hélio é mais lenta que nas de hidrogênio, e a fotosfera de uma DB é mais transparente do que a de uma DA, tornando possível ver as camadas mais internas da atmosfera estelar (ZUCKERMAN et al., 2003). Isso somado ao fato de que em DBs as zonas convectivas densas podem manter esses elementos mais pesados na atmosfera por escalas de tempo de  $10^6$  anos (PAQUETTE et al., 1986), torna mais fácil a observação de metais em DBs.

## 2.3 EXCESSO NO INFRAVERMELHO

Por esse motivo, foi uma grande surpresa quando um significativo excesso de fluxo na região do infravermelho foi observado, gerando uma série de hipóteses sobre as possíveis causas desse efeito. A primeira observação desse tipo foi em G 29-38, uma DAZ com temperatura  $T_{\text{eff}} = 11\,480 \text{ K}$  (ZUCKERMAN; BECKLIN, 1987b). Nesse objeto, o excesso no infravermelho tem a forma de uma corcova, com largura de  $\sim 20 \mu\text{m}$ , centrada em  $\sim 5 \mu\text{m}$ , e pôde ser ajustado por um corpo negro com temperatura efetiva  $T_{\text{eff}} \sim 10^3 \text{ K}$ , temperatura muito baixa quando comparada à temperatura da anã branca hospedeira. A Figura 1, extraída de Reach et al. (2009), ilustra a região do infravermelho do espectro de G 29-38 subtraída a emissão fotosférica estelar, região esta que pode ser ajustada por um corpo negro com temperatura de  $\sim 1000 \text{ K}$ . Em  $10 \mu\text{m}$  observar-se uma corcova característica da emissão de silicatos amorfs.

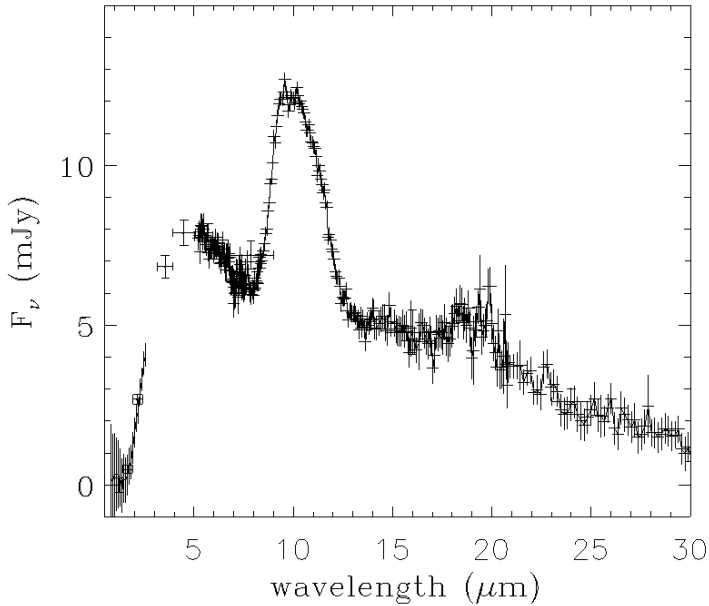


Figura 1: Espectrofotometria de G 29-38 com a fotosfera estelar removida (Figura extraída de Reach et al. (2009)).

Várias possibilidades foram levantadas para fornecer uma explicação adequada. Sabe-se que uma estrela tipo espectral M, quando em companhia de uma anã branca, domina completamente o espectro da binária no infravermelho (ZUCKERMAN; BECKLIN, 1987b; PROBST, 1983). Essa possibilidade foi considerada, porém o excesso de emissão de G 29-38 é significativamente mais frio que de qualquer estrela M da sequência principal conhecida (ZUCKERMAN; BECKLIN, 1987b). Outra possibilidade relevante é a companhia de uma anã marrom do tipo Júpiter, muito próxima da anã branca, que explicaria o excesso nessa região espectral. Porém, o fluxo observado em 10 μm é aproximadamente 3 vezes maior do que é esperado para uma anã marrom dessa massa (GRAHAM et al., 1990c). Os ventos estelares em objetos frios são muito pouco eficientes e não podem fornecer a metalicidade observada no espectro de G 29-38 (ZUCKERMAN; BECKLIN, 1987a, 1987b). Esta estrela faz parte da classe de anãs brancas pulsantes tipo ZZ Cet e a atmosfera poderia ser poluída pelo transporte de matéria do núcleo

para a atmosfera devido às pulsações, mas em temperaturas de  $T_{\text{eff}} = 11\,480$  K as pulsações não contribuem substancialmente para a perda de massa (ROBINSON; NATHER, 1979; HOLM et al., 1985; ZUCKERMAN; BECKLIN, 1987b).

Zuckerman e Becklin (1987b) consideram a possibilidade de que uma nuvem de gás e poeira ou galáxia pudesse estar atrás da estrela, o que estaria contaminando o espectro. Após mapear as vizinhanças de G 29-38, os autores consideraram que a existência de uma galáxia ou estrela na linha de visada tem chances minúsculas de acontecer. Associando o excesso de emissão no infravermelho à presença de metais na atmosfera, pode-se calcular a taxa de acréscimo necessária para manter a metalicidade constante. Verificou-se então que G 29-38 não está localizada numa região onde exista uma nuvem de material densa o suficiente que fornecesse a metalicidade observada, nem encontrou-se evidências de que tenha atravessado alguma nuvem desse tipo num passado recente (de forma a haver resquícios do material na atmosfera). Podemos perceber que isso deveria ter ocorrido num tempo muito curto se considerarmos o tempo que os materiais demoram para precipitar. Estas considerações acabaram se tornando ainda menos prováveis após a observação de outras anãs brancas com excesso infravermelho em regiões completamente distintas do céu (ZUCKERMAN et al., 2007; JURA et al., 2007; KOESTER et al., 2005b; FARIHI; ZUCKERMAN; BECKLIN, 2008; FARIHI et al., 2010; GÄNSICKE; MARSH; SOUTHWORTH, 2007; GÄNSICKE et al., 2008; DUFOUR et al., 2010; KILIC et al., 2006).

A associação do excesso de emissão no infravermelho com a presença de metais na atmosfera dessas estrelas, levou à ideia de que nuvens de poeira estariam circundando a estrela e depositando metais sobre ela. Graham et al. (1990a, 1990b), Debes e Sigurdsson (2002) e Jura (2003) argumentaram que um asteroide pode ter passado perto o suficiente da anã branca para ser despedaçado por forças de maré, formando um disco de poeira que estaria depositando material de forma contínua sobre a atmosfera da estrela, podendo manter esse processo por algum tempo. Nesse caso, as partículas do disco são aquecidas pela radiação da estrela central e reemitem na região do infravermelho, causando o excesso de fluxo observado. Considerando que a região espectral de maior emissão de uma anã branca é em comprimentos de onda pequenos (2000 a 5000 Å), as partículas de dimensões menores são as responsáveis pela maior parte da absorção dos fótons. Mas partículas pequenas têm tempo de vida mais curto, precipitando-se sobre a estrela numa escala de tempo muito menor que o tempo de resfriamento (JURA, 2008). Para manter a densidade de partículas pequenas constante, o mecanismo proposto por Jura (2008) é que há pedaços maiores, de algumas dezenas de metros, que têm órbita relativamente estável, podendo permanecer em torno da anã

branca por um tempo comparável ao tempo de vida da estrela. Esses pedaços também podem se fragmentar ao se chocarem, criando partículas menores. Além disso, os choques podem fazer com que esses corpos saiam de sua órbita mais estável e sejam despedaçados pelas forças de maré, mantendo o disco de poeira (JURA, 2008).

A emissão no infravermelho em  $10\ \mu\text{m}$  de anãs brancas com excesso de fluxo pode ser modelada com o uso de silicatos e tem forma semelhante à da luz zodiacal, e não da emissão de silicatos interestelares (REACH et al., 2005; BECKLIN et al., 2005; KILIC et al., 2005). A análise espectral de GD 362, segunda anã branca descoberta com excesso no infravermelho, revela que esta possui constituintes atmosféricos que lembram o que se observa em asteroides do Sistema Solar (ZUCKERMAN et al., 2007; BECKLIN et al., 2005; KILIC et al., 2005). Por outro lado, um estudo de três outras anãs brancas com excesso no infravermelho mostra uma deficiência de carbono com relação ao ferro que é característica de asteroides e muito diferente do Sol ou material interestelar (JURA, 2006). Além disso, no cinturão de asteroides do Sistema Solar há corpos grandes o suficiente para suprir a quantidade de massa requerida para explicar a poluição observada, assim, imaginando-se sistemas semelhantes, não é estranho supor que haja corpos desse tipo orbitando essas anãs brancas (JURA, 2006). Vale ressaltar que todas as anãs brancas que possuem excesso no infravermelho observado também apresentam traços de metais na atmosfera, o que seria esperado por causa da acreção contínua de poeira. Porém, apenas cerca de 20% das estrelas poluídas mostram excesso infravermelho, deixando uma lacuna quanto à grande maioria dos objetos que não possuem excesso mas são contaminadas por metais (KILIC; REDFIELD, 2007; JURA et al., 2007). Para essas estrelas o mecanismo de poluição da atmosfera por metais ainda é incerto, mas pode ser o caso onde há a disrupção de asteroides menores, de maneira que não se forma um disco denso e grande o suficiente para haver significativa emissão infravermelha. Esses corpos podem formar um cinturão em torno da estrela com órbita relativamente estável, havendo a entrada constante (em média um a cada 300 anos) na região onde são destruídos por forças de maré (JURA, 2008). Isso permite uma acreção contínua sem a presença de um disco de poeira emitindo no infravermelho (GÄNSICKE et al., 2006; GÄNSICKE; MARSH; SOUTHWORTH, 2007; JURA, 2008). Em um evento de dimensões maiores, um grande asteroide é perturbado de sua órbita e despedaçado, formando um disco que pode sobreviver por cerca de  $10^5$  anos (este tempo ainda é bastante incerto), fase em que emite radiação infravermelha (JURA, 2008). Kilic et al. (2006) fizeram cálculos usando modelo de disco de detritos, sugerindo que o disco pode estar a uma distância bastante grande da estrela, de forma que não

seria aquecido a uma temperatura grande o suficiente para emitir significativamente no infravermelho e não seria observado o excesso.

Kilic et al. (2006) propõem que em anãs brancas moderadamente quentes ( $T_{\text{eff}} \sim 20\,000\text{ K}$ ) a poeira pode sublimar, formando um disco gasoso. (GäNSICKE et al., 2006; GäNSICKE; MARSH; SOUTHWORTH, 2007; GäNSICKE et al., 2008) sugerem que o perfil de duplo pico observado nas linhas de emissão do tripleto de cálcio II é indicativo da presença de um disco gasoso em algumas anãs brancas com excesso infravermelho e temperaturas efetivas  $T_{\text{eff}} \sim 20\,000\text{ K}$ . Já Brinkworth et al. (2009) sugerem que o disco pode ter ambos os materiais, poeira e gás, coexistindo em torno dessas estrelas.

Na GD 362 foi encontrado um déficit de materiais, como carbono e sódio, em relação a cálcio e ferro, num padrão parecido com o que é encontrado na Terra e asteroides vizinhos (ZUCKERMAN et al., 2007). Wolff, Koester e Liebert (2002) reportaram abundâncias relativas de ferro, magnésio, silício, cálcio e carbono em algumas DAs que são similares aos corpos do Sistema Solar. Em muitos casos as diferenças são muito grandes, como no caso de três estrelas que exibem abundâncias de carbono menor que a de ferro cerca de dez vezes menor que a abundância solar. As quantidades de elementos observadas são muito similares ao que se observa na Terra ou em condritos - meteoritos rochosos que não foram modificados desde a formação do sistema solar - e essas estrelas não parecem ter passado por processo de acreção de material interestelar (JURA, 2006). Uma dessas anãs brancas, GD 40, também mostra excesso no infravermelho consistente com a hipótese de material condritico (JURA, 2006; JURA; FARIHI; ZUCKERMAN, 2007). Nem todas as anãs brancas contaminadas por metais parecem ter acrecido esse tipo de material, pois na maioria das DZs não se vê (ou pelo menos ainda não se viu) excesso no infravermelho, tornando desconhecida a fonte de material externo (Dupuis et al., 2007; Desharnais et al., 2008; MULLALLY et al., 2007). Dupuis, Fontaine e Wesemael (1993) propõem que o disco já tenha se dissipado e vemos traços do material remanescente na atmosfera da estrela. Com um tempo de  $\sim 10^5$  anos para metais pesados precipitarem em atmosferas de DBs com  $T_{\text{eff}} \sim 15\,000 - 21\,000\text{ K}$  e com um tempo de vida do disco de  $\sim 1.5 \times 10^5$  anos, a duração dos efeitos aumenta as chances de se observar somente a presença de metais em DBs frias, sem a presença necessária de excesso no infravermelho (JURA, 2008).

O estudo da composição de asteroides do Sistema Solar permite que seja feito um estudo mais detalhado de corpos extrassolares, como é o caso da poeira em torno das anãs brancas. Reach et al. (2005, 2009) constataram que os condritos encontrados no Sistema Solar possuem grande quantidade de mineral de silicatos, como olivina e piroxena, ambos ricos em magnésio

(caso da forsterite e da esteatite). Esses corpos ainda contém outros minerais, como cálcio, alumínio e ferro. Meteoritos metálicos normalmente são compostos por grande quantidade de ferro e níquel, enquanto que cometas tem uma composição mais primitiva, possuindo uma riqueza de materiais carbonáceos comparável com abundâncias de silicatos. Os minerais de silicatos mais abundantes em meteoritos são olivinas e piroxenas ricos em magnésio. Poeira interplanetária oriunda de cometas é largamente composta de filossilicatos, o que requer interação aquosa em seus progenitores (Messenger; Sandford; Brownlee, 2006). Baseados na composição observada nos corpos do cinturão de asteroides e cometas do Sistema Solar, Reach et al. (2009) ajustaram razoavelmente bem o espectro do excesso infravermelho de G 29-38, usando a combinação de olivina amorfa, carbono amorfo e cristais de filossilicatos ricos em magnésio. A Figura 2, extraída de Reach et al. (2009), mostra o melhor ajuste do modelo que utiliza 12 minerais diferentes para o espectro de G 29-38. Os minerais que contribuem para o modelo são carbono amorfo, olivina amorfa, cristais de silicato, sulfitos metálicos e gelo.

Às anãs brancas contaminadas por poeira Hoppel et al. (2007) cunham o termo DZd, onde a letra “d” é oriunda da palavra “dust” (poeira em inglês). São 20 as estrelas conhecidas nessa classe de objetos, listadas na Tabela 1.

## 2.4 ABSORÇÃO E ESPALHAMENTO NO ULTRAVIOLETA PRÓXIMO E ÓPTICO

O estudo de anãs brancas com excesso no infravermelho tem focado as observações e modelagens na região infravermelha do espectro. Usando ajustes do modelo de disco Jura (2003, 2008), Jura et al. (2007) estimaram os parâmetros físicos do disco, mas por causa da grande quantidade de parâmetros livres, também foi possível fazer bons ajustes para os mesmos espectros usando um modelo de casca opticamente fina (REACH et al., 2009). Já Gänsicke et al. (2006), Gänsicke, Marsh e Southworth (2007), Gänsicke et al. (2008) observaram duplos picos em linhas de cálcio em algumas DAZs e DBZs quando procuravam por binárias em interação, o que fortaleceu a ideia de que há um disco em torno dessas estrelas. Porém, a possibilidade de que em alguns casos a região emissora possa ser uma casca ou mesmo um toroide não é descartada. Como a temperatura do disco é menor que a temperatura de sublimação das partículas ( $T_{\text{subl}} \lesssim 1500$  K), a poeira contribui diretamente por emissão somente na região infravermelha do espectro, portanto, não é possível calcular parâmetros para o disco de forma direta em outras regiões espectrais (REACH et al., 2009).

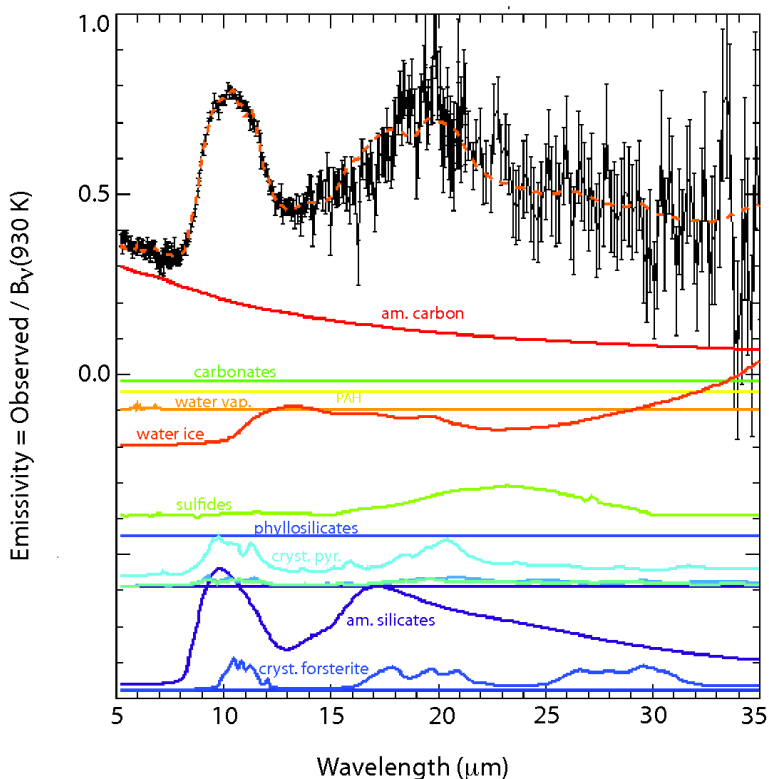


Figura 2: Espectro da poeira em torno de G 29-38. O espectro observado foi dividido por um corpo negro de 930 K e ajustado com uma combinação de 12 minerais. A emissividade de cada material é mostrada pelas linhas coloridas e deslocado verticalmente. O vermelho representa o carbono amorfo. Verde claro os carbonatos. Amarelo os hidrocarbonetos aromáticos policíclicos. Laranja claro o vapor d'água. Laranja escuro o gelo. Verde oliva a niningerita (que é um tipo de sulfeto). Azul os filossilicatos. Azul claro os cristais de piroxênio (ferrossilita, diopsídio e enstatita). Púrpura a olivina amorfa e azul escuro os cristais de olivina (forsterite e faialita) (Figura de Reach et al. (2009)).

**Tabela 1:** Lista de anãs brancas frias com excesso no infravermelho. As colunas da esquerda para a direita listam respectivamente: o nome, o nome do catálogo de anãs brancas, o tipo espectral, o valor da temperatura efetiva, o valor da gravidade superficial, as referências onde são encontrados  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$ , e onde é reportada a presença de excesso no infravermelho. 1 - (Koester et al., 2009), 2 - (ZUCKERMAN et al., 2007), 3 - (EISENSTEIN et al., 2006), 4 - (HOLBERG; BERGERON, 2006), 5 - (KOESTER et al., 2005b), 6 - (KOESTER et al., 2005b), 7 - (GANSICKE et al., 2008), 8 - (DUFOUR et al., 2010), 9 - (VENNES; KAWKA; NÉMETH, 2010), 10 - (FARIHI et al., 2010), 11 - (FARIHI; JURA; ZUCKERMAN, 2009), 12 - (JURA; FARIHI; ZUCKERMAN, 2007), 13 - (KILIC et al., 2006), 14 - (GANSICKE et al., 2006), 15 - (KILIC; REDFIELD, 2007), 16 - (BRINKWORTH et al., 2009), 17 - (FARIHI; ZUCKERMAN; BECKLIN, 2008), 18 - (BECKLIN et al., 2005), 19 - (KILIC et al., 2005), 20 - (HIPPEL et al., 2007), 21 - (ZUCKERMAN; BECKLIN, 1987b), 22 - (Debes et al., 2010).

Nome	Nome WD	Tipo	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$	Ref	Ref-d
HE 0106-3253	WD 0106-328	DAZ	17230	8.00	1	10
GD 16	WD 0146+187	DAZB	11500	7.94	5	11
GD 40	WD 0300-013	DBZA	16050	8.42	3	12
HS 0307+0746	WD 0307+077	DAZ	10130	8.07	1	10
GD 56	WD 0408-041	DAZ	15400	7.86	1	13
SDSS J084539.17+225728.0	WD 0842+231	DBZ	18525	8.28	7	7
PG 1015+161	WD 1015+161	DAZ	19950	7.93	1	12
SDSS J104341.53+085558.2	WD 1041+091	DAZ	17045	8.06	3	14
GD 133	WD 1116+026	DAV <sup>a</sup>	12120	8.01	1	12
EC 1150-153	WD 1150-153	DAZ	12130	8.03	1	15
PG 1225-079	WD 1225-079	DZAB	10500	8.00	6	10
SDSS J122859.93+104032.9	WD 1226+110	DAZ	22125	8.22	3	16
G 166-58	WD 1455+298	DAZ	7380	7.96	4	17
PG 1457-086	WD 1457-086	DAZ	21448	7.92	1	11
GD 362	WD 1729+371	DAZ	10540	8.24	2	18, 19
GJ 4191	WD 2115-560	DAZ	9625	8.01	1	20
HE 2221-1630	WD 2221-165	DAZ	9940	8.16	1	10
G 29-38	WD 2326+049	DAZ	11485	8.07	1	21
SDSS J073842.56+183509.6	-	DZ	13600	8.50	8	8
GALEX J193156.8+011745	-	DAZ	20890	7.90	9	22

<sup>a</sup> - A denominação que usa o caractere V se refere às anãs brancas pulsantes.



Em uma nova abordagem, Zabet, Kanaan e Cid Fernandes (2009) propõem analisar esses objetos no ultravioleta próximo e no óptico, à procura de possíveis efeitos de absorção e espalhamento causados por um disco. A ideia é que, se o disco possuir inclinação favorável e ocultar parte do fluxo da estrela, pode-se observar um déficit de fluxo na região espectral em questão, que engloba a maior parte da emissão de objetos com essas temperaturas. Se o disco estiver numa inclinação que não permita nenhuma forma de ocultação da luz estelar, teremos espalhamento da luz nessa mesma faixa, podendo se observar um excesso de fluxo. Como não é possível perceber essa diferença diretamente dos espectros por não ser possível distinguir entre a inclinação no espectro provocada por algum efeito de poeira e a inclinação causada pela temperatura da estrela, há a necessidade de outro mecanismo capaz de identificar tais efeitos. O modelo proposto inclui a utilização de uma segunda anã branca (que a partir daqui chamaremos padrão), com temperatura e gravidade superficial similares à estrela com excesso no infravermelho (a partir daqui chamada de alvo). Será feita a divisão do espectro do alvo pelo espectro do padrão, de modo que, se a estrela alvo possuir um disco encobrindo parte do seu fluxo, a razão obtida da divisão mostrará um déficit de fluxo na região do ultravioleta próximo e óptico. Se o disco estiver espalhando a luz da estrela hospedeira, a razão deve mostrar o efeito inverso, ou seja, um excesso de fluxo na região do ultravioleta próximo e óptico. O espalhamento pelo disco vem das regiões que não obscurecem a estrela e os fótons são espalhados na linha de visada. O excesso causado por espalhamento não é uma componente de emissão, pois a temperatura da poeira é menor que a temperatura de sublimação das partículas. Esse excesso será simplesmente um acréscimo de luz na região do visível do espectro que alterará a inclinação do disco.

A absorção e espalhamento depende da profundidade óptica ( $\tau_0$ ) do disco, que é característica de cada tipo de poeira. Zabet, Kanaan e Cid Fernandes (2009) utilizaram as tabelas de constantes ópticas de silicatos de Dorschner et al. (1995), preparadas em laboratório para dois tipos de constituintes, olivina e piroxena. A região espectral entre 3000 e 5000 Å é a de maior interesse, por ser onde a razão entre alvo e padrão deve mostrar os maiores efeitos, tanto de absorção como de espalhamento. Dependendo da intensidade do efeito observado, o modelo permite calcular os parâmetros físicos do disco. As Figuras 3 e 4 apresentam os resultados do modelo desenvolvido por Zabet, Kanaan e Cid Fernandes (2009) para diferentes profundidades ópticas e geometrias do sistema. A geometria do sistema é dada pelo fator de obscurecimento  $p$ , que é a quantidade da estrela obscurecida pelo disco. Quanto maior for o  $p$ , maior será a parcela obscurecida e, consequentemente, maior será o déficit observado para determinadas características ópticas da poeira. A Figura 3 a representação esquemática de um disco encobrindo parte da luz

da estrela pelo disco e a absorção causada pelas diferentes configurações ópticas e geométricas do disco. A Figura 4 é quando não há obscurecimento. A profundidade óptica foi mantida constante,  $\tau_0 = 0.1$ , porque o modelo prevê que espalhamento puro seja linear em  $\tau_0$ . A luz da estrela é espalhada pelo disco e somada à luz da anã branca. Idealmente, alvo e padrão deveriam ser gêmeas, mas como não é possível conseguir tal igualdade, será necessário que o padrão seja o mais idêntica possível à alvo em termos de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$ , e sem particularidades espectrais. Uma diferença significativa nesses parâmetros introduzirá efeitos indesejados que irão mascarar os resultados (ZABOT; KANAAN; Cid Fernandes, 2009). Como os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  encontrados na literatura são calculados a partir de métodos de determinação de massa distintos e por diferentes autores, se faz necessário que esses parâmetros sejam obtidos utilizando um mesmo método e com espectros sintéticos para atmosferas desenvolvidos através do mesmo princípio.

#### 2.4.1 Temperatura e gravidade superficial de anãs brancas

Os parâmetros físicos atmosféricos que podem ser determinados a partir do espectro em anãs brancas são a temperatura efetiva e a gravidade superficial. Entre os métodos propostos na literatura, Bergeron, Saffer e Liebert (1992) propõem a comparação completa do espectro observado com previsões do modelo de atmosferas estelares (KOESTER; SCHULZ; WEIDEMANN, 1979). A partir disso, é possível estimar temperatura, gravidade superficial e massa das anãs brancas. O método é mais adequado para DAs, pois a física de atmosferas ricas em hidrogênio é melhor entendida e modelada. Utilizando os perfis das linhas de Balmer dos espectros de anãs brancas, muito sensíveis a variações de temperatura e gravidade, pode-se extrair informações sobre esses parâmetros (SCHULZ; WEGNER, 1981). As profundidades dos perfis das linhas de Balmer são sensíveis às variações de  $T_{\text{eff}}$ , enquanto variações de  $\log g$  podem ser medidos através do alargamento linear de Stark (alargamento das linhas da série de Balmer para o hidrogênio devido à alta gravidade superficial das anãs brancas), que segue variações da pressão atmosférica (BERGERON; SAFFER; LIEBERT, 1992; KOESTER, 2008). A Figura 5 mostra os modelos dos perfis de linha teóricos para diferentes temperaturas efetivas e  $\log g$  (BERGERON; SAFFER; LIEBERT, 1992). O estudo do alargamento das linhas de Balmer de altas ordens requer conhecimento sobre o comportamento das perturbações de altas ordens no átomo de hidrogênio, onde o uso do formalismo de probabilidade de ocupação dos níveis atômicos permite uma análise cuidadosa da sensibilidade das linhas de Balmer à gravidade (HUMMER; MIHALAS, 1988). Sua aplicação a DAs

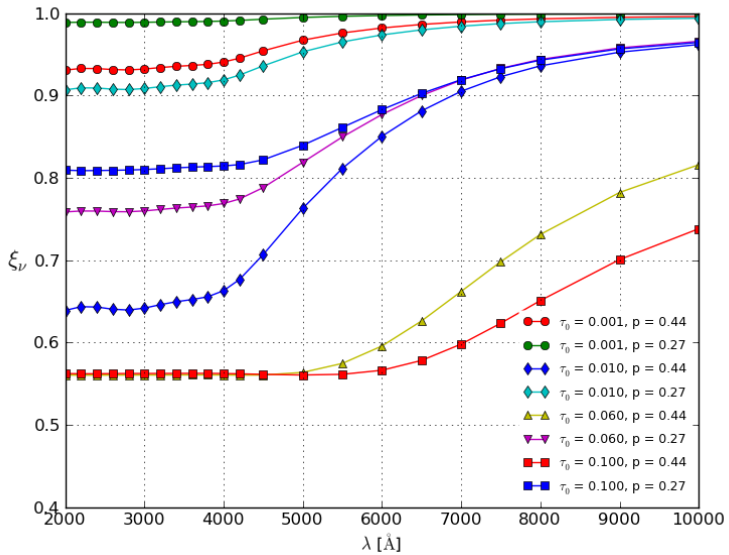
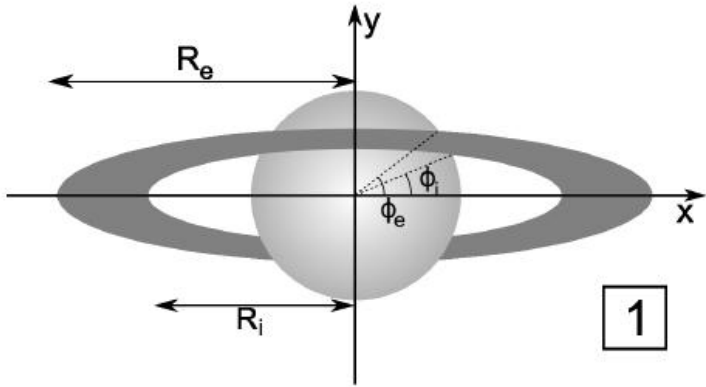


Figura 3: Representação esquemática de um disco encobrindo parte da estrela e a razão esperada ( $\xi_v$ ) entre alvo e padrão quando a inclinação do disco é tal que obscurece parte da luz da anã branca. Na legenda  $\tau_0$  é a profundidade óptica e  $p$  é o obscurecimento da estrela pelo disco. O disco é composto de grãos de olivina. O desenho do disco e o modelo utilizado para a confecção do gráfico foram desenvolvidos por Zabot, Kanaan e Cid Fernandes (2009).

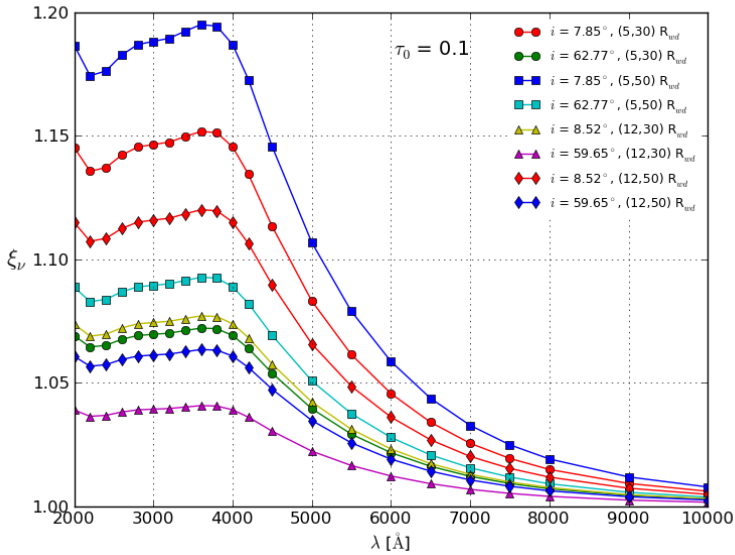
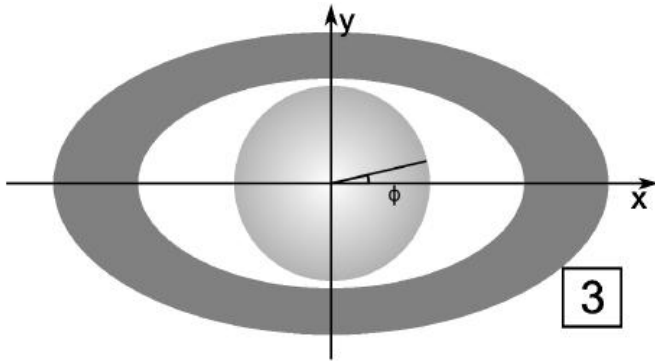


Figura 4: Representação esquemática de um disco espalhando a luz da estrela e a razão esperada ( $\xi_v$ ) entre alvo e padrão quando o disco espalha a luz da estrela. Os grãos do disco são compostos de olivina. Na legenda  $i$  é a inclinação do disco com relação à linha de visada e entre parênteses é o raio interno e externo, respectivamente. O desenho do disco e o modelo utilizado para a confecção do gráfico foram desenvolvidos por Zabot, Kanaan e Cid Fernandes (2009).

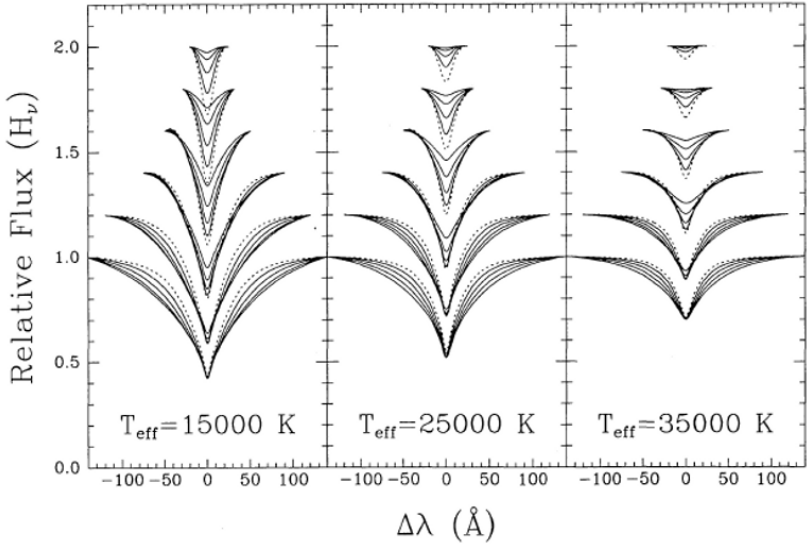


Figura 5: Perfis de linha teóricos para diferentes temperaturas e gravidade superficiais. A  $T_{\text{eff}}$  é indicada na parte de baixo de cada um dos três painéis. Em cada painel, linhas de  $H\beta$  (abaixo) até  $H9$  (topo) tem  $\log g$  variando entre 7.0 e 9.0 (as linhas pontilhadas indicam  $\log g = 7.0$ ) (BERGERON; SAFFER; LIEBERT, 1992).

pode ser encontrada em Bergeron, Wesemael e Fontaine (1991), Koester et al. (2001, 2009). O alargamento linear de Stark aumenta com o aumento da gravidade nos modelos para linhas de altas ordens, enquanto que para as baixas ordens diminui com o aumento do  $\log g$  (BERGERON; SAFFER; LIEBERT, 1992; KOESTER, 2008).

A técnica consiste em ajustar todos os perfis de linha simultaneamente. Para isso o fluxo das regiões do contínuo é normalizado à unidade, tanto no espectro observado como no modelo. O espectro modelo é convoluído usando um perfil instrumental gaussiano a que a região das linhas de Balmer é selecionada. Dessa forma, toda a informação estará contida dentro da região de alargamento, garantindo que as mesmas regiões nos espectros observados serão comparadas e que serão aproveitados somente os perfis de linha (BERGERON; SAFFER; LIEBERT, 1992; KOESTER et al., 2001). A Figura 6, extraída de Bergeron, Saffer e Liebert (1992), mostra os ajustes das linhas de Balmer. Cada painel mostra a temperatura,  $\log g$  e a massa obtidos através do modelo.

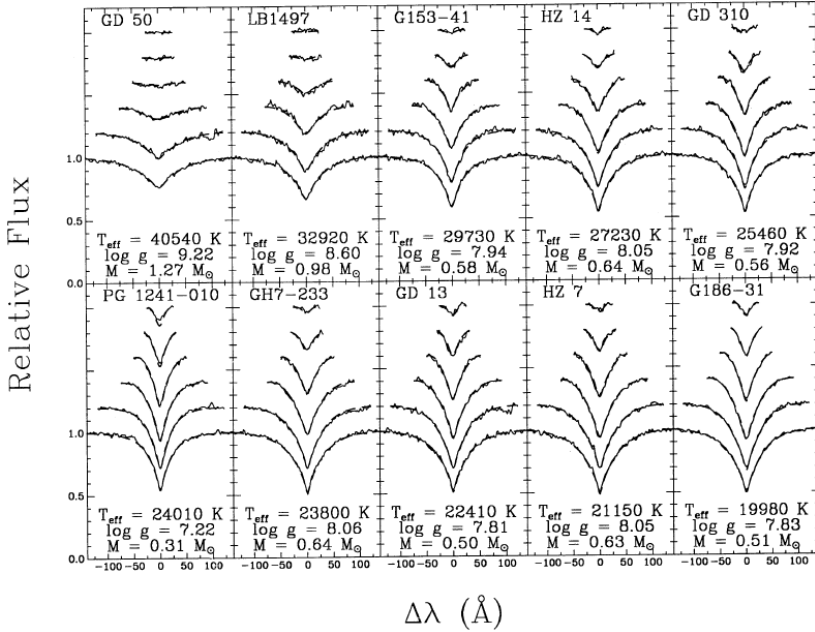


Figura 6: Ajustes do modelo de atmosferas para as linhas de Balmer. As linhas estão espaçadas verticalmente em 0.2, com  $H\beta$  embaixo e  $H9$  no topo (BERGERON; SAFFER; LIEBERT, 1992).

As grades de espectros sintéticos usadas em nossos ajustes foram desenvolvidas através do modelo de atmosferas de DAs por Koester (2008) e abrangem temperaturas entre 6000 K e 100 000 K, e  $\log g$  entre 5.00 e 10.00. Isso fornece uma excelente cobertura, de anãs brancas mais frias às relativamente jovens e bastante quentes, com uma distribuição de massa bastante completa. Uma descrição completa do modelo é encontrada em Koester (2008) e de sua aplicação em Koester et al. (2009).

### 3 OBSERVAÇÃO E REDUÇÃO DOS DADOS

Com o objetivo de testar o método descrito na seção 2.4, obtivemos uma amostra de espectros de estrelas com poeira e algumas possíveis estrelas de comparação a fim de fazer as análises. As observações foram realizadas utilizando o telescópio de 4.2 m do Southern Astrophysics Research Telescope (SOAR, Chile) equipado com o Espectrógrafo Goodman. O espectrógrafo possui um detector CCD Fairchild de 4096 x 4096 elementos. Os espectros foram obtidos utilizando uma rede de 600 linhas/mm, resultando em uma resolução de 3 Å, cobertura espectral entre 3530 e 6200 Å ( $\lambda_{\text{central}} = 4835$  Å), com relação sinal-ruído  $S/N \gtrsim 15$  utilizando fenda de 40" e  $S/N \gtrsim 40$  utilizando fenda de 3". Os espectros foram reduzidos e calibrados utilizando as tarefas *ccdproc* e *doslit* do pacote de redução e análise de dados astronômicos IRAF<sup>1</sup>.

#### 3.1 DESCRIÇÃO DAS OBSERVAÇÕES

Obtivemos espectros de 19 anãs brancas, 6 das quais possuem excesso no infravermelho confirmado. Foram utilizadas 7 noites (uma noite de engenharia, com 5 horas observadas, e 6 noites de ciência, com 17 horas observadas), obtendo um total de 81 espectros. A Tabela 2 resume as observações, identificando as estrelas como alvo ou padrão, o número de espectros obtidos para cada estrela, o tempo de exposição e os intervalos de massa-de-ar e seeing dos espectros. Na noite de dezembro de 2008 foram obtidos espectros com duas fendas de larguras diferentes (1.68" e 40"). Por isso, os espectros coletados com a fenda mais estreita requereram um tempo de exposição maior. A Tabela 3 lista as estrelas com espectros obtidos com os respectivos parâmetros físicos encontrados na literatura.

Os dados da noite de dezembro de 2008 foram obtidos em modo engenharia pelo astrônomo residente do SOAR Luciano Fraga. Dos cinco espectros de G 29-38 e Ross 548, três foram obtidos com a fenda mais estreita (1.68") e dois com a de 40". Para GD 56 e HZ 4 foram obtidos dois espectros com a fenda de 1.68" e um com a de 40". A Figura 7 mostra os espectros obtidos em dezembro de 2008. Todos os espectros foram normalizados à unidade, dividindo-se o espectro pela média do fluxo entre 5500 e 5700 Å, e espaçados por um fator 0.5 em fluxo normalizado para melhor visualização. Desse conjunto de dados temos duas estrelas alvo, G 29-38 e GD 56, e

---

<sup>1</sup>IRAF é distribuído pela National Optical Astronomy Observatory, sob controle da Association of Universities for Research in Astronomy (<http://iraf.noao.edu/>).

Tabela 2: Diário das observações. A coluna Tipo lista as anãs brancas como alvo e padrão. A coluna N indica o número de espectros obtidos para cada estrela. As colunas X, T.E. e Seeing listam a massa-de-ar, o tempo de exposição e o seeing, respectivamente.

Data	Nome	Tipo	N	X	T.E. (s)	Seeing (")
08-12-2008	G 29-38	alvo	5	1.46-1.66	600;90	0.63-0.72
	GD 56	alvo	3	1.12-1.15	800;250	0.52-0.60
	HZ 2	padrão	2	1.41-1.42	120	0.59-0.62
	HZ 4	padrão	3	1.31-1.32	600;200	0.52-0.56
	Ross 548	padrão	5	1.10-1.17	600;90	0.60-0.70
11-02-2010	GD 56	alvo	3	1.40-1.51	500	0.56-0.58
	HS 1153+1416	padrão	3	1.42-1.45	500	0.66-0.72
	HZ 2	padrão	3	1.56-1.64	400	0.68-0.74
19-02-2010	GD 133	alvo	3	1.38-1.47	500	0.62-0.67
	LTT 3218	padrão	2	1.08-1.11	300	0.53-0.63
	WD 1026+023	padrão	3	1.19-1.22	500	0.56-0.63
12-04-2010	LTT 4816	padrão	3	1.12-1.14	300	0.40-0.44
	PG 1457-086	alvo	3	1.52-1.69	500	0.63-0.67
	WD 1527+090	padrão	3	1.62-1.75	500	0.55-0.64
13-04-2010	HS 1102+0032	padrão	3	1.17-1.18	500	0.58-0.66
	LTT 4816	padrão	3	1.06-1.07	300	0.73-0.75
	WD 1425-811	padrão	3	1.63-1.64	500	0.86-1.09
	WD 1548+149	padrão	3	1.67-1.81	500	0.82-0.97
09-05-2010	LTT 4816	padrão	2	1.24-1.25	300	0.56-0.61
	WD 1036+085	padrão	4	1.28-1.29	500	0.57-0.72
10-05-2010	LTT 3218	padrão	2	1.04	300	0.43-0.44
	WD 1041+092	alvo	4	1.29-1.30	500	0.51-0.65
	WD 1226+110	alvo	4	1.36-1.42	500	0.62-0.72
	HE 1307-0059	padrão	4	1.16-1.20	500	0.57-0.69
	PG 1457-086	alvo	4	1.16-1.24	500	0.46-0.50

duas padrões, Ross 548 e HZ 4. HZ 2 é uma padrão espectrofotométrica que podemos aproveitar para calcular temperatura e gravidade superficial. Esse conjunto de dados precisa ser trabalhado com algumas ressalvas por ter sido obtido no modo engenharia, mas não será descartado. Os espectros obtidos com a fenda mais estreita não serão utilizados para a comparação entre alvo e padrão para buscar efeitos de disco, pois há grande facilidade de haver perda de fluxo, com causas descritas a seguir, na Seção 3.2. Já os espectros obtidos com a fenda de 40" contêm mais ruído por conter uma faixa grande de céu, mas é mais provável que toda a luz da estrela tenha caído dentro da fenda. Nas noites de 2010 uma fenda com largura 3" foi utilizada.



Tabela 3: Anãs brancas observadas organizadas por R.A. A coluna 9 é a velocidade radial. A coluna 10 é a classificação espectral. 1 - (KOESTER, 2009), 2 - (Koester et al., 2009), 3 - (PAULI et al., 2003), 4 - (JURA et al., 2007), 5 - (KOESTER et al., 2005b), 6 - (van Altena; Lee; Hoffleit, 1995), 7 - (HIPPEL et al., 2007), 12 - (EGGEN, 1968), 13 - (GREEN; SCHMIDT; LIEBERT, 1986), 14 - (EGGEN; GREENSTEIN, 1965), 11 - (HIPPEL et al., 2007), 12 - (EGGEN, 1968), 13 - (GREEN; SCHMIDT; LIEBERT, 1986), 14 - (EGGEN, 1979), 15 - (PAULI et al., 2006), 16 - (GIOVANNINI et al., 1998), 17 - (CLAYER et al., 2001), 18 - (BERGERON; LEGGETT; RUIZ, 2001), 19 - (KILKENNY et al., 1997), 20 - (KOESTER et al., 2005b), 21 - (KIDDER; HOLBERG; MASON, 1991), 22 - (SILVOTTI et al., 2007), 23 - (Adelman-McCarthy et al., 2008), 24 - (EISENSTEIN et al., 2006), 25 - (EGGEN, 1969), 26 - (BERGERON; SAFFER; LIEBERT, 1992), 27 - (KOESTER et al., 2001), 28 - (GÄNSICKE; MARSH; SOUTHWORTH, 2007)

Nome	Nome WD	R.A.(2000)	DEC (2000)	m <sub>B</sub>	m <sub>V</sub>	T <sub>eff</sub> (K)	log g	v (km/s)	CE	Referência
Ross 548	WD 0133-116	01 36 13.58	-11 20 32.7	14.33	14.16	12250	7.86	-	DAV	2, 9
HZ 4	WD 0352+096	03 55 21.99	+09 47 17.5	14.59	14.47	14440	8.18	46.3	DA	2, 11, 16, 18
GID 56	WD 0408-041	04 11 02.16	-03 58 22.5	15.64	15.50	15415	7.86	-9.6	DAZd	1, 2, 4, 5, 12, 13
HZ 2	WD 0410+117	04 12 43.55	+11 51 48.8	13.79	13.86	21074	7.84	64.0	DA	2, 7, 8, 11
LTT 3218	WD 0839-327	08 41 32.50	-32 56 34.0	12.15	11.90	9174	7.83	29.3	DA	2, 16, 7, 15
PG 1026+023	WD 1026+023	10 29 09.81	+02 05 53.7	-	14.2	12338	7.96	-9.2	DA	2, 16, 17
PG 1036+085	WD 1036+085	10 39 07.38	+08 18 40.9	16.07	-	22924	7.32	9.0	DA	2, 25, 16
SDSS J1043+0855	WD 1041+091	10 43 41.54	+08 55 58.2	-	-	17045	8.06	63	DAZd	24, 25, 28
HS 1102+0032	WD 1102+005	11 05 15.31	+00 16 26.3	-	15.40	12610	8.24	69	DA	2, 23, 24, 25
GID 133	WD 1116+026	11 19 12.40	+02 20 33.0	14.76	14.57	12121	8.01	21.6	DAVd	2, 4, 14, 16
HS 1153+1416	-	11 55 59.76	+14 00 13.3	16.5	15.8	15555	7.79	-14.4	-	2, 3, 10
SDSS J1228+1040	WD 1226+110	12 28 59.93	+10 40 33.0	-	-	22125	8.22	54	DAZd	24, 25, 28
LTT 4816	WD 1236-495	12 38 49.82	-49 48 00.2	13.98	13.80	11372	8.74	-21.1	DAV	2, 16, 19
HE 1307-0059	WD 1307-009	13 09 41.69	-01 15 06.1	15.72	15.6	18191	7.91	27.2	DA	2, 3, 27
LTT 5712	WD 1425-811	14 33 07.60	-81 20 14.5	14.0	13.75	12069	7.92	-	DAV	2, 17, 26
PG 1457-086	WD 1457-086	14 59 53.0	-08 49 30	15.70	15.77	21448	7.92	-6.1	DAZd	1, 2, 3, 20, 21
PG 1527+091	WD 1527+090	15 29 50.8	+08 55 44	14.19	14.29	21197	7.85	-	DA	2, 22
PG 1548+149	WD 1548+149	15 51 15.6	+14 46 58	-	15.06	21452	7.86	-4.9	DA	2, 27
G 29-38	WD 2326+049	23 28 47.61	+05 14 54.0	13.17	13.03	11485	8.07	15.3	DAZd	1, 2, 11, 12

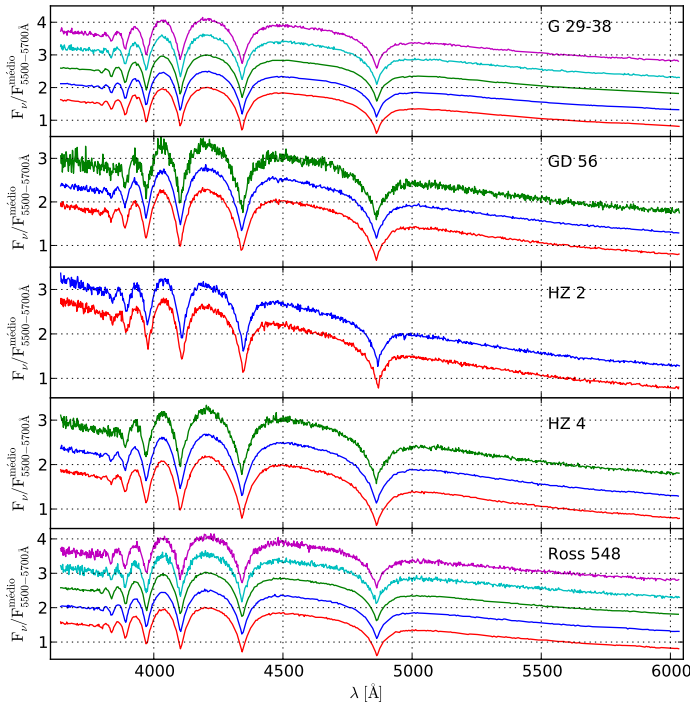


Figura 7: Espectros de dezembro de 2008. Cada quadro mostra os espectros das estrelas normalizados e deslocados verticalmente por um fator 0.5.

A Figura 8 mostra os espectros obtidos em 11 de fevereiro de 2010, onde GD 56 é a anã branca alva e HS 1153+1416 a padrão. A Figura 9 mostra os espectros obtidos na noite de 19 de fevereiro de 2010, em que GD 133 é a anã branca alva e WD 1026+023 a padrão. A Figura 10 mostra os espectros obtidos em 12 de abril de 2010, onde PG 1457-086 é a alva e WD 1527+090 a padrão. As Figuras 11 e 12 mostram os espectros obtidos nas noites de 13 de abril de 2010 e 09 de maio de 2010, respectivamente. Nessas noites não há dados de estrelas alva e os espectros poderão ser utilizados para estimativas de temperatura efetiva e  $\log g$ . Na noite de 10 de maio de 2010 temos espectros dos alvos WD 1041+092, WD 1226+110 e PG 1457-086, mas apenas HE 1307-0059 é uma padrão. A Figura 13 mostra os espectros

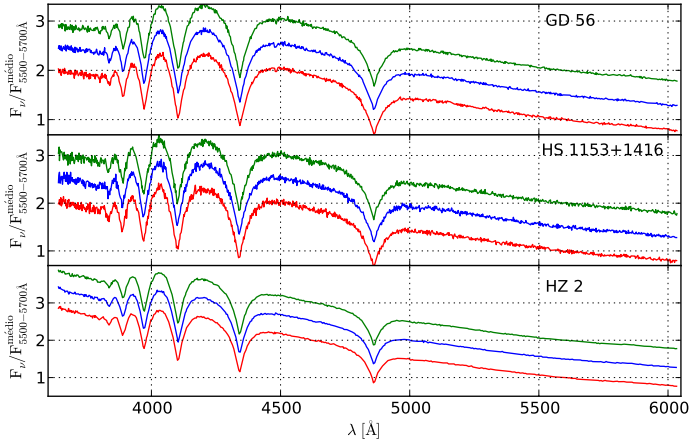


Figura 8: Espectros da noite de 11 de fevereiro de 2010. Cada quadro mostra os espectros das estrelas normalizados e deslocados verticalmente por um fator 0.5.

obtidos nessa noite. O seeing varia entre 0.4" e 1.10" durante todas as noites utilizadas para a coleta de nossos espectros.

### 3.2 ANÁLISES PRELIMINARES

Para testar a qualidade dos nossos dados, fizemos uma análise para tentar mensurar possíveis problemas oriundos da aquisição ou da atmosfera.

#### 3.2.1 Perda de luz na fenda

Como estamos interessados em comparar os níveis de fluxo, o disco de seeing deve estar todo dentro da fenda para que não haja perda de fluxo, principalmente porque a largura do disco de seeing é diferente para comprimentos de onda diferentes. Com a finalidade de testar a qualidade dos dados obtidos e sumarizados na Tabela 2, obtivemos mais de um espectro para cada estrela do projeto (alvos e padrões) e fizemos a divisão deles entre si. Primeiro, analisamos os três espectros de GD 56 da noite de 11 de fevereiro de 2010. Como os espectros utilizados nessa divisão pertencem à mesma estrela, foram ob-

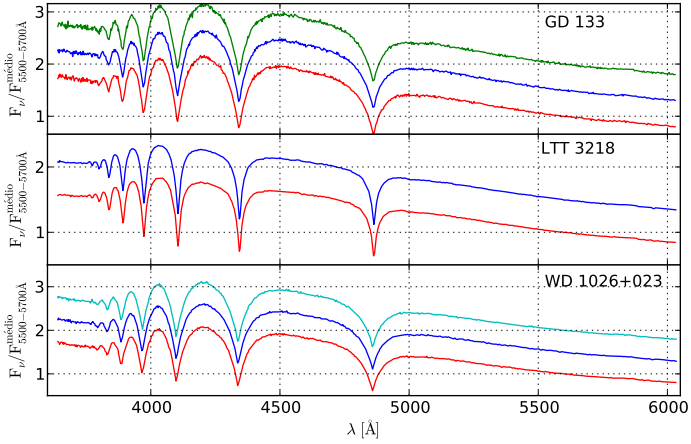


Figura 9: Espectros da noite de 19 de fevereiro de 2010. Cada quadro mostra os espectros das estrelas normalizados e deslocados verticalmente por um fator 0.5.

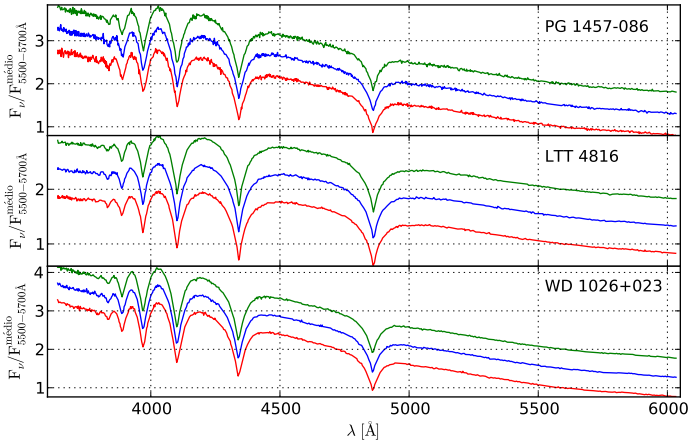


Figura 10: Espectros da noite de 12 de abril de 2010. Cada quadro mostra os espectros das estrelas normalizados e deslocados verticalmente por um fator 0.5.

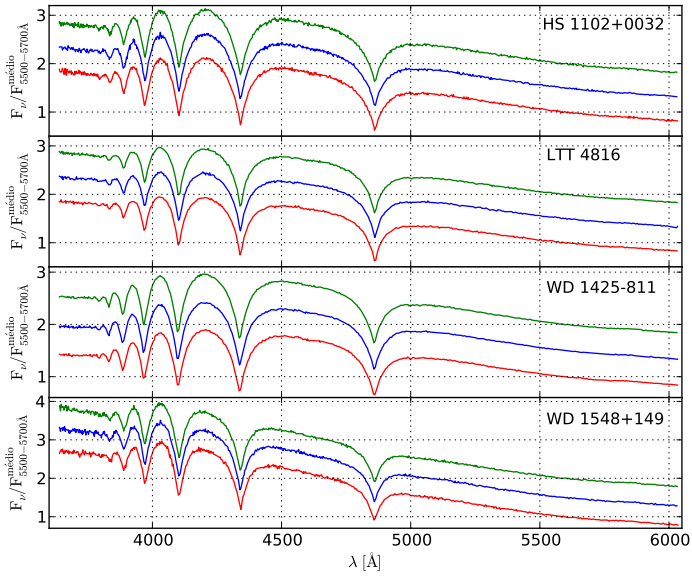


Figura 11: Espectros da noite de 13 de abril de 2010. Cada quadro mostra os espectros das estrelas normalizados e deslocados verticalmente por um fator 0.5.

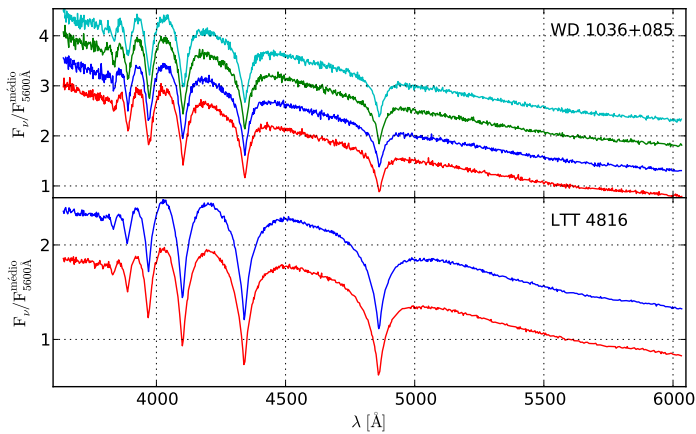


Figura 12: Espectros da noite de 09 de maio de 2010. Cada quadro mostra os espectros das estrelas normalizados e deslocados verticalmente por um fator 0.5.

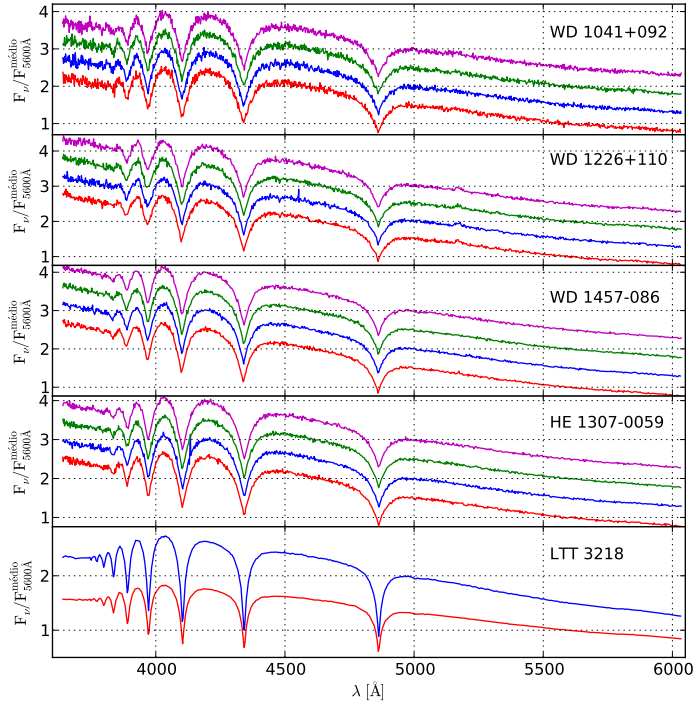


Figura 13: Espectros da noite de 10 de maio de 2010. Cada quadro mostra os espectros das estrelas normalizados e deslocados verticalmente por um fator 0.5.

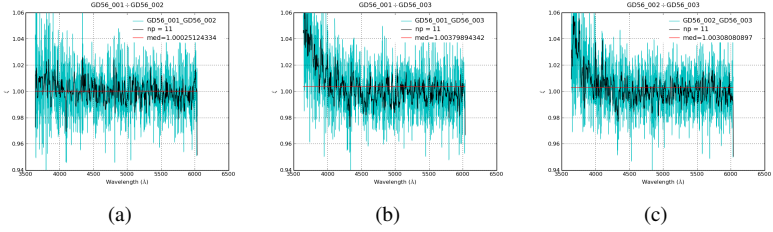


Figura 14: Divisão dos espectros de GD 56 entre si. (a) Razão entre os espectros GD56\_01 e GD56\_02. (b) Razão entre os espectros GD56\_01 e GD56\_03. (c) Razão entre os espectros GD56\_02 e GD56\_03. A linha azul é a razão dos dois espectros e a linha preta representa essa razão suavizada por uma função de filtro médio utilizando uma caixa de 16 Å.

tidos com o mesmo equipamento e sob as mesmas condições, se espera que em média a razão dos fluxos permaneça em torno de 1.0. A Figura 14 mostra as razões dos três espectros de GD 56. A figura 14(a) representa a razão do que chamaremos espectro GD56\_01<sup>2</sup> dividido pelo espectro GD56\_02 e podemos ver que a média varia em torno da unidade sem nenhuma anormalidade aparente. A Figura 14(b) representa a divisão do espectro GD56\_01 pelo GD56\_03 e vemos que, entre 3550 e 4100 Å, o primeiro possui cerca de 6% mais fluxo que o terceiro ou o segundo possui 6% menos fluxo que o primeiro. O mesmo vemos na Figura 14(c), que é a razão entre o espectro GD56\_02 e o GD56\_03. Uma causa provável para a inclinação observada nas Figuras 14(b) e 14(c) é que durante a obtenção do espectro GD56\_03, algum problema causou uma perda de fluxo de cerca de 6% no intervalo entre 3550 e 4100 Å. No entanto, não podemos ter certeza de que é o espectro GD56\_03 que apresenta perda de fluxo nessa região, ou se são os outros dois que possuem mais fluxo. Por isso, durante as comparações com os espectros da estrela de padrão, precisamos considerar um erro de 6% nessa região espectral. Como a comparação é feita entre a razão dos espectros das estrelas alvo e padrão com a razão dos espectros modelo, um eventual desvio de 6% entre as razões de 3550 a 4100 Å não poderá ser considerado como um efeito causado pela poeira.

Como cada comprimento de onda sofre um desvio com ângulo diferente ao atravessar a atmosfera da Terra, a imagem da estrela ficará esticada na direção do ângulo paralático - ângulo perpendicular ao horizonte. A região

<sup>2</sup>GD56 é o nome da estrela e o índice 01 representa a ordem que o espectro foi obtido. No caso, 01 representa o primeiro espectro dessa estrela obtido na referida noite; 02 representará o segundo espectro obtido na noite e assim sucessivamente.

Tabela 4: Dispersão na direção do ângulo paralático. As colunas X e S listam a massa-de-ar e o seeing máximos para cada estrela, respectivamente. A coluna D lista a largura angular da imagem na direção do ângulo paralático.

Nome	X	S (")	D (")
G 29-38	1.66	0.72	2.68
GD 56	1.51	0.60	2.27
HZ 4	1.32	0.56	1.83
Ross 548	1.17	0.70	1.60
HS 1153+1416	1.45	0.72	2.27
GD 133	1.47	0.67	2.26
WD 1026+023	1.22	0.63	1.66
PG 1457-086	1.69	0.67	2.68
LTT 4816	1.14	0.44	1.25
WD 1527+090	1.75	0.64	2.76
WD 1041+092	1.30	0.65	1.88
WD 1226+110	1.42	0.72	2.21
HE 1307-0059	1.20	0.69	1.67

do ultravioleta próximo fica numa das extremidades dessa imagem esticada e a vermelha na outra. A largura angular depende do índice de refração do ar para cada comprimento de onda e da massa-de-ar existente no momento da observação. Ainda será acrescida do valor do seeing medido para cada estrela. A Tabela 4 lista a largura angular máxima entre 3500-6100 Å (calculada para a massa-de-ar e seeing máximos) da imagem das estrelas alvos e padrões que serão comparadas. Os valores da largura angular foram calculados para temperatura do ambiente de 0 °C. Como podemos ver, todas as estrelas possuem largura angular menor que a largura da fenda utilizada, com exceção das estrelas cujos espectros foram obtidos em dezembro de 2008 com a fenda de 1.68". Porém, para algumas estrelas a dispersão é grande, de modo que se a fenda não estiver orientada na direção do ângulo paralático e a estrela não ficou bem centrada, pode haver perda de luz em uma das extremidades da imagem, levando essa região espectral a ficar com menos fluxo. Chamaremos esse deslocamento vertical de uma região do espectro de efeito de cor.

Na tarefa de analisar as perdas de luz causadas por uma estrela mal centrada na fenda, foi encontrado um problema no posicionamento da fenda do espectrógrafo Goodman. Para obter os espectros da lâmpada de calibração em comprimento de onda, a fenda utilizada para obtenção dos espectros das estrelas é retirada e é colocada uma fenda de 0.40,. Após a obtenção do espectro da lâmpada, a outra fenda é novamente colocada para se obter



novo espectro da estrela. Para cada espectro da estrela se observa um espectro da lâmpada de calibração. Após investigar o problema ilustrado na Figura 14, descobrimos que por um problema no sistema de posicionamento da fenda, esta pode não voltar exatamente para a mesma posição no ciclo estrela-lâmpada-estrela. Assim, podem ocorrer casos onde a imagem da estrela não fica completamente centrada na fenda, causando o mesmo efeito descrito para o ângulo paralático. Uma maneira de evitar isso, seria centrar a imagem da estrela na fenda antes de se obter um novo espectro, o que causaria uma perda exorbitante do tempo útil. Outra forma de contornar esse problema é a obtenção de um espectro da lâmpada antes das observações da estrela e outro no final, sem nenhum entre eles. Isso diminui a precisão da calibração em comprimento de onda em  $\sim 2 \text{ \AA}$ . Porém, um efeito de espalhamento ou absorção devido à poeira tem largura  $\gtrsim 500 \text{ \AA}$  (ver nas Figuras 3 e 4), portanto não haveria uma perda grande o suficiente para invalidar possíveis resultados. Em resumo, toda a luz da estrela dentro da faixa espectral de interesse deve cair dentro da fenda. Caso isso não ocorra, um dos dois espectros utilizados na comparação pode ter um efeito de cor que aparecerá quando calcularmos a razão dos espectros. Como o modelo de absorção e espalhamento depende da inclinação dessa razão (ver Figuras 3 e 4), tal efeito pode mascarar o efeito da poeira ou criar padrões artificiais nos espectros, levando a conclusões errôneas.

### 3.2.2 Extinção atmosférica

Outro aspecto importante a se considerar é a extinção atmosférica. Para corrigir os efeitos de extinção da luz da estrela pela atmosfera terrestre, durante a calibração em fluxo dos espectros utilizamos uma tabela contendo os valores médios do coeficiente de extinção atmosférica estimados para a faixa espectral do ultravioleta próximo ao infravermelho. Esta tabela é parte do IRAF. Uma variação de 10% em relação à média pode causar uma variação de 17% em  $3200 \text{ \AA}$ , percentual alto o suficiente para mascarar eventuais efeitos da poeira (PATAT et al., 2010). Supondo que os espectros de uma estrela alvo e de uma padrão são deslocados na mesma proporção, isso pode ocorrer numa noite em que o coeficiente de extinção atmosférica esteja 10% acima da média, fazendo com que ambos espectros, da alvo e da padrão, possuam 12% menos fluxo em torno de  $3500 \text{ \AA}$ . Ao se calcular a razão entre os dois espectros, esse efeito se cancela, pois os dois espectros estão deslocados na mesma quantia. O problema aparecerá se tentarmos utilizar dados de noites diferentes, pois o coeficiente de extinção atmosférica pode variar  $\sim 15\%$  de uma noite para outra, que se traduziria numa variação de  $\sim 34\%$

em 3200 Å (RUFENER, 1986; BURKI et al., 1995). Portanto, para fazer a divisão alvo-padrão, somente podemos utilizar espectros que forem obtidos na mesma noite.

Numa mesma noite, o coeficiente de extinção atmosférica pode sofrer variações de até 2.5% num intervalo de poucas horas, precisando ser considerado como parte dos dados (PATAT et al., 2010). A Figura 15 mostra o desvio introduzido por essa variação. O quadro superior mostra a variação de 2.5% no coeficiente de extinção atmosférico com relação aos valores médios. O quadro do meio ilustra a variação associada à função de correção da extinção atmosférica utilizada na calibração ( $f = 10^{0.4 * X * \tau_v}$ , onde  $X$  é a massa-de-ar e  $\tau_v$  é o valor médio do coeficiente de extinção atmosférica em função da frequência). O quadro inferior mostra o desvio percentual introduzido nos espectros por uma variação de 2.5% com relação à média em  $\tau_v$ , valor que poderá estar presente de um espectro para outro numa mesma noite. Portanto, um deslocamento de 2.5% no fluxo, em torno de 3500 Å, pode ser causado pela variação da extinção atmosférica ao longo da noite, e não necessariamente um efeito da poeira. Para sabermos se o coeficiente mudou durante a noite, podemos dividir espectros de estrelas padrões diferentes e comparar a razão com a razão dos modelos. Para isso é necessário que haja pelo menos duas estrelas padrões diferentes em cada noite. Como temos casos em que não há duas padrões, precisamos considerar que um efeito de até 2.5% pode ser apenas efeito da atmosfera terrestre. Um meio para evitar esse problema em próximas observações é a obtenção de espectros de pelo menos duas padrões por noite, juntamente com o de pelo menos uma alvo. Outra forma é observar uma padrão de forma intercalada com as estrelas alvos. Assim, na aquisição de espectros de duas alvos, se poderia coletar um espectro da padrão antes da primeira alvo, um entre as duas, e um terceiro após obter o último espectro da segunda alvo. Isso porém requer mais tempo útil e a padrão deve permanecer observável durante toda a rotina de observação. Caso se obtenha apenas uma alvo e uma padrão durante uma noite, é útil fazer a observação da mesma alvo e de outra padrão em uma noite distinta. Desse modo, pode-se comparar algum eventual efeito que aparecerá numa noite com a outra, sendo possível conferir se o efeito é da poeira ou apenas um efeito de variação atmosférica. Esse método também é útil para detectar algum efeito de perda de luz na fenda, pois compara-se espectros da mesma alvo obtidos em noites distintas com espectros de padrões diferentes.

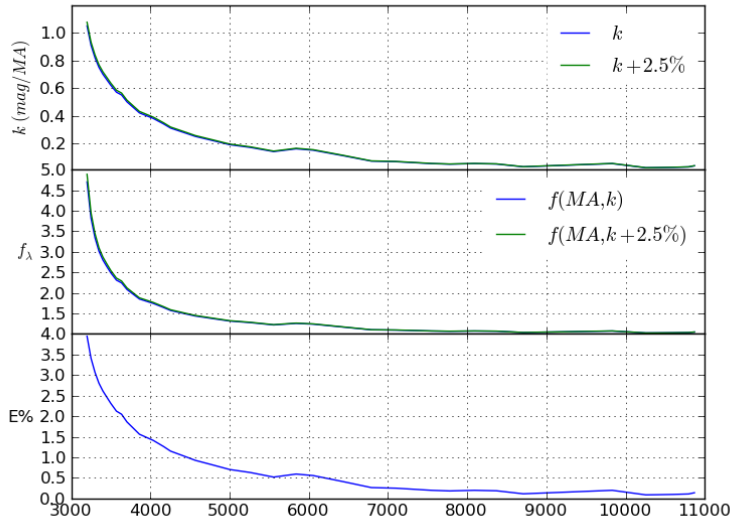


Figura 15: Variação do coeficiente de extinção atmosférica no intervalo de horas durante uma noite de observações. O quadro superior mostra o desvio de 2.5% com relação à média. O do meio mostra o desvio da função de correção atmosférica utilizada na calibração e o quadro inferior mostra o máximo desvio percentual para variação de 2.5% no coeficiente de extinção atmosférica. A massa-de-ar foi mantida constante,  $X = 1.6$  para todos os cálculos.

### 3.3 PERDA DE LUZ NA FENDA PARA ALVO E COMPARAÇÃO

Tendo em vista a discussão anterior para o ângulo paralático e extinção atmosférica, fizemos as divisões dos espectro das estrelas alvo e padrão. Por causa da grande variação possível no coeficiente de extinção atmosférica entre duas noites distintas, utilizamos apenas espectros de alvo e padrão de uma mesma noite. Como vimos anteriormente, a Figura 14 mostra a divisão dos espectros de GD 56 da noite de 11 de fevereiro de 2010 e concluímos ser provável que o espectro GD56\_03 possua 6% de déficit de fluxo na faixa de 3550 a 4100 Å causado por estrela mal centrada na fenda. Faremos a seguir a mesma análise para o restante das estrelas alvos e padrões. A Figura 16 mostra, no mesmo formato da Figura 14, a razão dos três espectros de HS 1153+1416, padrão de GD 56, onde HS1153+1416\_01 é o primeiro es-

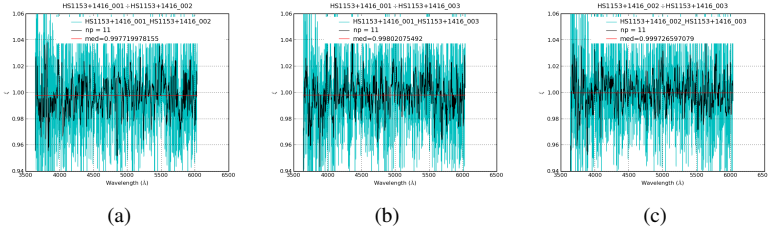


Figura 16: Divisão dos espectros de HS 1153+1416 entre si. (a) Razão do espectro HS1153+1416\_01 por HS1153+1416\_02. (b) Razão de HS1153+1416\_01 por HS1153+1416\_03. (c) Razão de HS1153+1416\_02 por HS1153+1416\_03. A linha azul é a razão dos dois espectros e a linha preta representa essa razão suavizada por uma função filtro utilizando uma caixa de largura de 16 Å.

pectro obtido na noite e assim sucessivamente. Não percebemos o problema relatado para GD 56 e nenhum espectro mostra efeito de cor causado por imagem da estrela mal centrada na fenda ou variação do coeficiente de extinção atmosférica.

A Figura 17(a) mostra a divisão dos dois espectros de G 29-38 obtidos na noite de dezembro de 2008 com a fenda de 40". Os outros espectros dessa mesma estrela foram obtidos com a fenda de 1.68" e não serão utilizados para a comparação alvo-padrão. A Figura 17(b) mostra a divisão dos espectros da padrão de G 29-38, Ross 548. Nessa noite ainda temos dados de outra alvo, GD 56, e sua padrão, HZ 4, porém somente foi obtido um espectro para cada uma dessas estrelas utilizando a fenda de 40", de modo que não é possível fazer uma divisão com a finalidade de fazer os testes descritos acima.

A Figura 18 mostra as divisões dos três espectros obtidos de GD 133, onde também não notamos evidências de algum efeito de cor em nenhum dos espectros. A Figura 19 mostra as razões dos três espectros obtidos da padrão de GD 133, WD 1026+023, e podemos observar um declínio na razão na região em torno de 3500 Å em 19(a) e 19(b), que é a divisão do espectro WD1026+023\_01 pelos WD1026+023\_02 e WD1026+023\_03 respectivamente. Esse declínio pode ser atribuído a uma parte da imagem da estrela encoberta pela fenda na obtenção do primeiro espectro.

A Figura 20 mostra as razões dos espectros da alvo PG 1457-086 obtidos na noite de 12 de abril de 2010. Notamos um déficit de  $\sim 1\%$  na razão do espectro PG1457-086\_01 em relação aos espectros PG1457-086\_02 e PG1457-086\_03 entre 3500 e 4200 Å, com origem desconhecida. A Figura 21 mostra as razões dos três espectros da WD 1527+090, padrão de PG 1457-

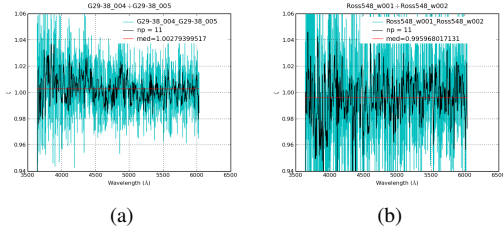


Figura 17: Divisão dos espectros da noite de dezembro de 2008. (a) Razão dos dois espectros de G 29-38. (b) Razão dos espectros de Ross 548. A linha azul é a razão dos dois espectros e a linha preta representa essa razão suavizada por uma função filtro utilizando uma caixa de largura de 16 Å.

086. Podemos ver uma inclinação nas razões que variam de  $\sim 2\%$  em 21(c) a  $\sim 5\%$  em 21(b). Supondo que o primeiro espectro WD1527+090\_01 não possua efeito de cor, então o segundo espectro (WD1527+090\_02) deve ter 2% de déficit com relação ao primeiro (quantia que é observada na figura 21(a)), e o terceiro espectro (WD1527+090\_03, possua 5% em relação ao primeiro (como observado em 21(b))). Desse modo, deve existir uma inclinação de  $\sim 2.5\%$  entre o segundo e o terceiro espectros, aproximadamente o que é observado na figura 21(c). O primeiro espectro é sugestivo de estar centrado na fenda, portanto ainda podemos utilizá-lo para testar nosso modelo, lembrando de considerar uma possível inclinação de  $\sim 5\%$ .

Na noite de 10 de maio de 2010 foram obtidos espectros de três anãs brancas alvo e uma padrão. A Figura 22 mostra as razões dos 4 espectros de WD 1041+092 e não vemos efeito de cor que possa nos levar a acreditar que tenha havido perda de luz na obtenção de algum deles. A Figura 23 mostra as divisões entre os espectros da alvo WD 1226+110. Na Figura 23(c) vemos o maior deslocamento vertical, que chega a 5%. A Figura 24 mostra as razões entre os espectros da alvo PG 1457-086 (ou WD 1457-086). Assim como GD 56, essa estrela possui espectros obtidos em duas noites distintas. A Figura 25 mostra as razões dos 4 espectros da padrão HE 1307-0059. Podemos observar que a divisão do espectro HE1307-0059\_03 pelo HE1307-0059\_04 (representada em 25(f)), é a única que não mostra efeito de cor. Entre as outras divisões podemos observar uma inclinação relativa máxima de  $\sim 4\%$  na figura 25(c). Com essas considerações em mãos, partimos agora para as comparações entre alvos e padrões.

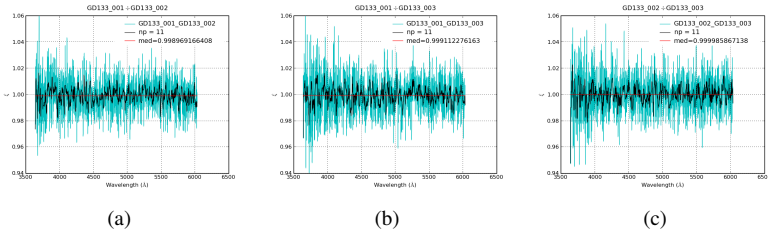


Figura 18: Divisão dos espectros de GD 133 entre si. (a) Razão entre os espectros GD133\_01 e GD133\_02. (b) Razão entre os espectros GD133\_01 e GD133\_03. (c) Razão entre os espectros GD133\_02 e GD133\_03. A linha azul é a razão dos dois espectros e a linha preta representa essa razão suavizada por uma função filtro utilizando uma caixa de largura de 16 Å.

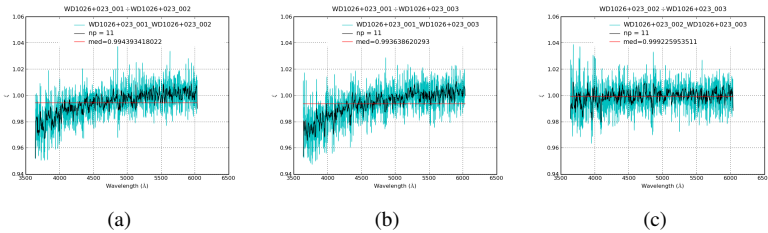


Figura 19: Divisão dos espectros de WD 1026+023 entre si. (a) Razão entre os espectros WD1026+023\_01 e WD1026+023\_02. (b) Razão entre os espectros WD1026+023\_01 e WD1026+023\_03. (c) Razão entre os espectros WD1026+023\_02 e WD1026+023\_03. A linha azul é a razão dos dois espectros e a linha preta representa essa razão suavizada por uma função filtro utilizando uma caixa de largura de 16 Å.

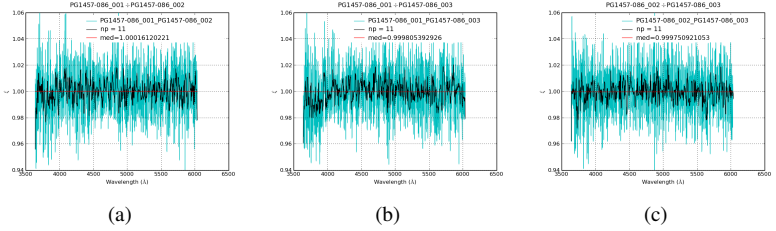


Figura 20: Divisão dos espectros de PG 1457-086 entre si. (a) Razão entre os espectros PG1457-086\_01 e PG1457-086\_02. (b) Razão entre os espectros PG1457-086\_01 e PG1457-086\_03. (c) Razão entre os espectros PG1457-086\_02 e PG1457-086\_03. A linha azul é a razão dos dois espectros e a linha preta representa essa razão suavizada por uma função filtro utilizando uma caixa de largura de 16 Å.

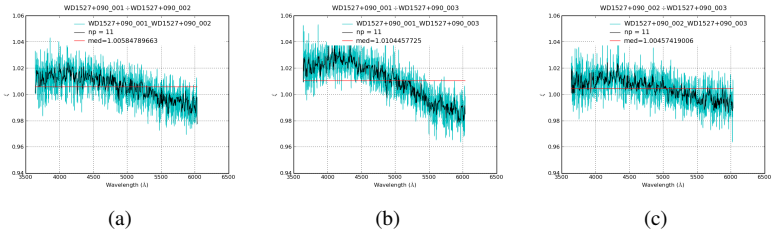


Figura 21: Divisão dos espectros de WD 1527+090 entre si. (a) Razão entre os espectros WD1527+090\_01 e WD1527+090\_02. (b) Razão entre os espectros WD1527+090\_01 e WD1527+090\_03. (c) Razão entre os espectros WD1527+090\_02 e WD1527+090\_03. A linha azul é a razão dos dois espectros e a linha preta representa essa razão suavizada por uma função filtro utilizando uma caixa de largura de 16 Å.

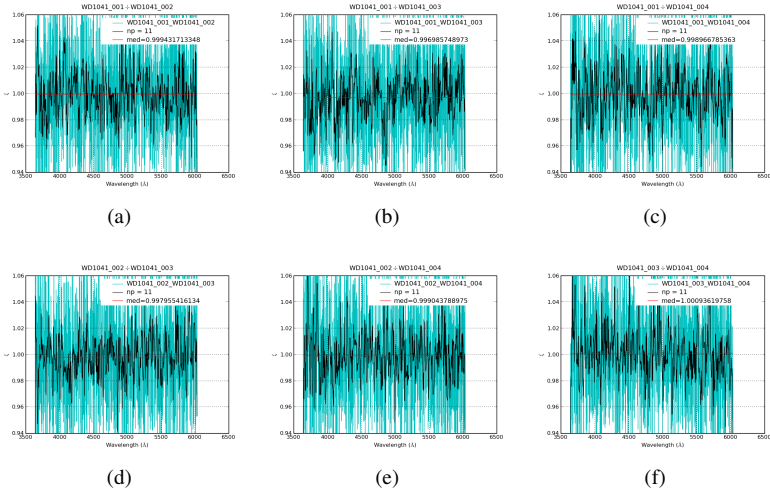


Figura 22: Divisão dos espectros de WD 1041+092 entre si. (a) Razão entre os espectros WD1041+092\_01 e WD1041+092\_02. (b) Razão entre os espectros WD1041+092\_01 e WD1041+092\_03. (c) Razão entre os espectros WD1041+092\_01 e WD1041+092\_04. (d) Razão entre os espectros WD1041+092\_02 e WD1041+092\_03. (e) Razão entre os espectros WD1041+092\_02 e WD1041+092\_04. (f) Razão entre os espectros WD1041+092\_03 e WD1041+092\_04. A linha azul é a razão dos dois espectros e a linha preta representa essa razão suavizada por uma função filtro utilizando uma caixa de largura de 16 Å.



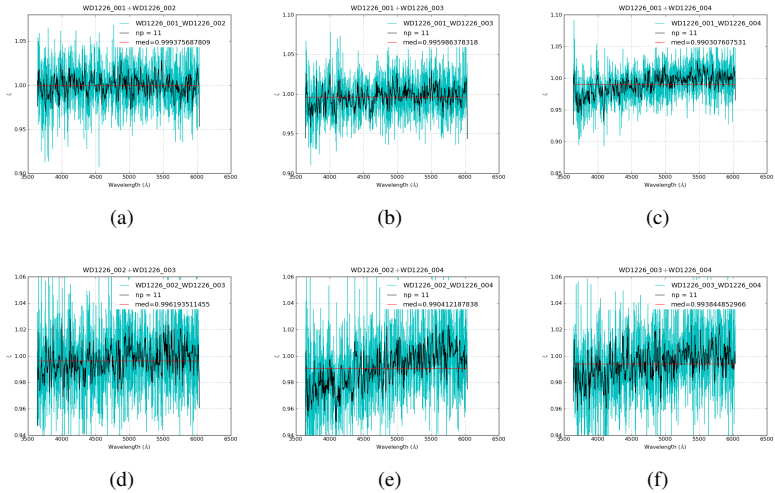


Figura 23: Divisão dos espectros de WD 1226+110 entre si. (a) Razão entre os espectros WD1226+110\_01 e WD1226+110\_02. (b) Razão entre os espectros WD1226+110\_01 e WD1226+110\_03. (c) Razão entre os espectros WD1226+110\_01 e WD1226+110\_04. (d) Razão entre os espectros WD1226+110\_02 e WD1226+110\_03. (e) Razão entre os espectros WD1226+110\_02 e WD1226+110\_04. (f) Razão entre os espectros WD1226+110\_03 e WD1226+110\_04. A linha azul é a razão dos dois espectros e a linha preta representa essa razão suavizada por uma função filtro utilizando uma caixa de largura de 16 Å.

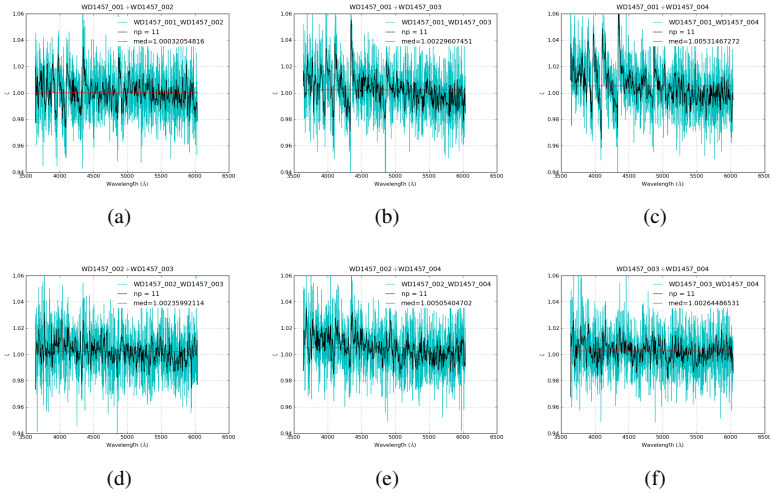


Figura 24: Divisão dos espectros de WD 1457-086 entre si. (a) Razão entre os espectros WD1457-086\_01 e WD1457-086\_02. (b) Razão entre os espectros WD1457-086\_01 e WD1457-086\_03. (c) Razão entre os espectros WD1457-086\_01 e WD1457-086\_04. (d) Razão entre os espectros WD1457-086\_02 e WD1457-086\_03. (e) Razão entre os espectros WD1457-086\_02 e WD1457-086\_04. (f) Razão entre os espectros WD1457-086\_03 e WD1457-086\_04. A linha azul é a razão dos dois espectros e a linha preta representa essa razão suavizada por uma função filtro utilizando uma caixa de largura de 16 Å.

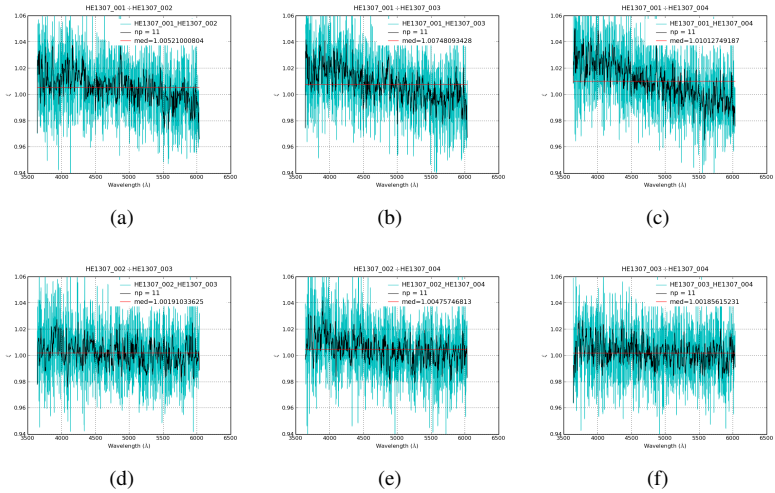


Figura 25: Divisão dos espectros de HE 1307-0059 entre si. (a) Razão entre os espectros HE1307-0059\_01 e HE1307-0059\_02. (b) Razão entre os espectros HE1307-0059\_01 e HE1307-0059\_03. (c) Razão entre os espectros HE1307-0059\_01 e HE1307-0059\_04. (d) Razão entre os espectros HE1307-0059\_02 e HE1307-0059\_03. (e) Razão entre os espectros HE1307-0059\_02 e HE1307-0059\_04. (f) Razão entre os espectros HE1307-0059\_03 e HE1307-0059\_04. A linha azul é a razão dos dois espectros e a linha preta representa essa razão suavizada por uma função filtro utilizando uma caixa de largura de 16 Å.

## 4 RESULTADOS E DISCUSSÃO

Neste capítulo apresentamos e discutimos os resultados obtidos da aplicação das técnicas do Capítulo 2 em diferentes situações e com intuito de testar as hipóteses discutidas nos modelos.

### 4.1 ESTIMATIVAS DE TEMPERATURA EFETIVA E GRAVIDADE SUPERFICIAL

Conforme método delineado na Seção 2.4, necessitamos de estrelas gêmeas para fazer a comparação direta com os modelos de disco. Como não as temos, precisamos quantificar o efeito da diferença de temperatura efetiva ( $T_{\text{eff}}$ ) e gravidade superficial ( $\log g$ ) na razão entre os espectros observados. A fim de evitar erros sistemáticos, calculamos os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  das estrelas alvo e padrão utilizando o mesmo modelo de atmosferas de anãs brancas. O modelo faz uso de grades de espectros modelo para DAs (KOESTER, 2008).

Os ajustes dos espectros sintéticos aos espectros observados foram feitos através da técnica de minimização do  $\chi^2$ . Para isso, calcula-se os valores de  $\chi^2$  como uma função da  $T_{\text{eff}}$  e do  $\log g$ . Em seguida, localiza-se todos os mínimos dessa função bidimensional e se usa interpolação bidimensional de parábolas para encontrar o(s) mínimo(s). Cada mínimo encontrado retorna um valor de  $T_{\text{eff}}$  e um de  $\log g$ . As rotinas do programa foram desenvolvidas e escritas pelos Professores Dr. Alex F. M. Costa e Dr. Odilon Giovannini (2010, comunicação privada).

Calculamos os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  para todos os espectros observados, incluindo os obtidos na noite de dezembro 2008. A Tabela 5 lista os resultados obtidos para a temperatura, gravidade superficial e massa. As estrelas que possuem excesso no infravermelho são mostradas em negrito. Como temos mais de um espectro para cada estrela, os valores mostrados representam o valor médio das medidas individuais. O erro ( $\sigma$ ) é o desvio quadrático médio, acrescido linearmente do erro interno de cada medida.

Nas Figuras 27 a 48 mostramos as linhas da série de Balmer, de  $H\beta$  a  $H9$ . Em cada painel os ajustes do modelo de atmosferas estelares são mostrados em linha tracejada e os dados em linha contínua, juntamente com o resíduo resultante da subtração entre o observado e o calculado (O-C). Para alguns espectros, mais de uma solução foi encontrada. Nesses casos, a solução escolhida foi a com menor  $\chi^2$ , exceto para os casos em que o valor do  $\chi^2$  para as soluções são muito próximos. Para identificar a solução correta,

Tabela 5: Temperatura, gravidade superficial e massa estimados para a amostra de estrelas. Colunas Nome e Nome WD listam os nomes de diferentes catálogos de anãs brancas. As colunas  $T_{\text{eff}}$  e  $\sigma_T$  listam a temperatura efetiva e erro. As colunas  $\log g$  e  $\sigma_g$  listam o valor da gravidade superficial e o erro encontrados. As colunas  $M/M_\odot$  e  $\sigma_M$  listam o massa e erro calculados, respectivamente. Os índices 1 e 2 representam as duas soluções encontradas no ajuste do modelo de atmosferas anãs brancas. Em negrito são as anãs brancas que tem excesso no infravermelho.

Nome	Nome WD	$T_{\text{eff}}(\text{K})$	$\sigma_T$	$\log g$	$\sigma_g$	$M/M_\odot$	$\sigma_M$
Ross 548	WD 0133–116	12129	295	7.889	0.111	0.55	0.04
HZ 4	WD 0352+096	14206	138	8.123	0.107	0.68	0.03
<b>GD 56</b>	<b>WD 0408–041</b>	<b>15204</b>	<b>267</b>	<b>7.964</b>	<b>0.100</b>	<b>0.59</b>	<b>0.04</b>
HZ 2	WD 0410+117	20876	603	7.979	0.033	0.61	0.04
LTT 3218	WD 0839–327	9280	46	7.902	0.128	0.54	0.03
PG 1026+023 <sup>1</sup>	WD 1026+023	12888	37	8.057	0.045	0.64	0.02
PG 1026+023 <sup>2</sup>	WD 1026+023	14895	107	7.979	0.023	0.60	0.01
PG 1036+085	WD 1036+085	22080	407	7.570	0.069	0.42	0.03
<b>SDSS J1043+0855</b>	<b>WD 1041+091</b>	<b>17314</b>	<b>264</b>	<b>7.977</b>	<b>0.090</b>	<b>0.61</b>	<b>0.04</b>
HS 1102+0032	WD 1102+005	13497	113	8.177	0.062	0.71	0.03
<b>GD 133<sup>1</sup></b>	<b>WD 1116+026</b>	<b>12401</b>	<b>73</b>	<b>7.989</b>	<b>0.052</b>	<b>0.60</b>	<b>0.04</b>
<b>GD 133<sup>2</sup></b>	<b>WD 1116+026</b>	<b>15075</b>	<b>118</b>	<b>7.854</b>	<b>0.088</b>	<b>0.53</b>	<b>0.02</b>
HS 1153+1416	-	15104	203	7.873	0.084	0.54	0.04
<b>SDSS J1228+1040</b>	<b>WD 1226+110</b>	<b>21253</b>	<b>205</b>	<b>8.075</b>	<b>0.029</b>	<b>0.66</b>	<b>0.01</b>
LTT 4816	WD 1236–495	11715	94	8.786	0.057	1.09	0.07
HE 1307-0059	WD 1307–009	18424	177	7.943	0.063	0.59	0.03
LTT 5712 <sup>1</sup>	WD 1425–811	12502	114	8.206	0.041	0.73	0.03
LTT 5712 <sup>2</sup>	WD 1425–811	15825	122	8.026	0.030	0.63	0.01
<b>PG 1457-086</b>	<b>WD 1457–086</b>	<b>21747</b>	<b>705</b>	<b>7.970</b>	<b>0.078</b>	<b>0.61</b>	<b>0.02</b>
PG 1527+091	WD 1527+090	21277	301	7.944	0.040	0.59	0.01
PG 1548+149	WD 1548+149	21328	338	7.997	0.076	0.62	0.04
<b>G 29-38</b>	<b>WD 2326+049</b>	<b>11583</b>	<b>218</b>	<b>8.036</b>	<b>0.079</b>	<b>0.63</b>	<b>0.04</b>

Tabela 6: Diferença entre os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados pelos da literatura. A coluna Nome lista o nome. Colunas  $T_{\text{eff}}$  e  $\sigma_T$  indicam a temperatura e os erros calculados. A coluna  $(C-L)_T$  lista a diferença dos valores de  $T_{\text{eff}}$  calculados com os da literatura. As colunas  $\log g$  e  $\sigma_g$  indicam os valores do  $\log g$  e os erros calculados. A coluna  $(C-L)_{\log g}$  lista a diferença do  $\log g$  calculado menos o valor da literatura. O valor da literatura foi tomado da referência indicada na coluna Ref. 1 - (Koester et al., 2009), 2 - (EISENSTEIN et al., 2006).

Nome	$T_{\text{eff}}(\text{K})$	$\sigma_T$	$(C-L)_T (\text{K})$	$\log g$	$\sigma_g$	$(C-L)_{\log g}$	Ref
Ross 548	12129	295	-121	7.889	0.111	0.029	1
HZ 4	14206	138	-234	8.123	0.107	-0.057	1
GD 56	15204	267	-211	7.964	0.100	0.104	1
HZ 2	20876	603	-198	7.979	0.033	0.139	1
LTT 3218	9280	46	106	7.902	0.128	0.072	1
WD 1026+023 <sup>1</sup>	12888	37	550	8.057	0.045	0.097	1
WD 1026+023 <sup>2</sup>	14895	107	2557	7.979	0.023	0.019	1
PG 1036+085	22080	407	-844	7.570	0.069	0.250	1
WD 1041+091	17314	264	269	7.977	0.090	-0.083	2
HS 1102+0032	13497	113	887	8.177	0.062	-0.063	1
GD 133 <sup>1</sup>	12401	73	280	7.989	0.052	-0.021	1
GD 133 <sup>2</sup>	15075	118	2954	7.854	0.088	-0.156	1
HS 1153+1416	15104	203	-451	7.873	0.084	0.083	1
WD 1226+110	21253	205	-872	8.075	0.029	-0.145	2
LTT 4816	11715	94	343	8.786	0.057	0.046	1
HE 1307-0059	18424	177	-233	7.943	0.063	0.033	1
LTT 5712 <sup>1</sup>	12502	114	433	8.206	0.041	0.286	1
LTT 5712 <sup>2</sup>	15825	122	3756	8.026	0.030	0.106	1
PG 1457-086	21747	705	299	7.970	0.078	0.050	1
PG 1527+091	21277	301	80	7.944	0.040	0.094	1
PG 1548+149	21328	338	-124	7.997	0.076	0.137	1
G 29-38	11583	218	98	8.036	0.079	-0.034	1

precisaríamos aplicar técnicas fotométricas, às quais não tivemos acesso. Esses casos são identificados pelos índices 1 e 2 na Tabela 5. Em alguns casos, a convergência do algoritmo forneceu erros internos muito pequenos, indicando que nesses dados os erros podem ter sido subestimados. A média entre as medidas minimiza esse problema, no entanto, nos cálculos que faremos nas seções a seguir, consideramos que o erro mínimo para a temperatura efetiva e gravidade superficial das estrelas utilizadas é  $\Delta T_{\text{eff}} = 150 \text{ K}$  e  $\Delta \log g = 0.05$ .

Conforme a Tabela 6, vemos que a grande maioria dos valores ajustados concordam bem com a literatura. A Tabela 6 lista os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  com os respectivos erros e a diferença dos valores calculados com os da literatura. Vemos que 42% das medidas de  $T_{\text{eff}}$  e 63% das medidas

de  $\log g$  concordam com a literatura em até  $1\sigma$ . Para  $3\sigma$ , 74% das medidas de  $T_{\text{eff}}$  e 79% das de  $\log g$  tem boa concordância. As estimativas em que as diferenças entre os valores calculado e da literatura são maiores que  $3\sigma$  são PG 1026+023, HS 1102+0032, GD 133, SDSS 1228+1040, LTT 4816 e LTT 5712 para a temperatura, e HZ 2, PG 1036+085, LTT 5712 e SDSS 1228+1040 para o  $\log g$ . Entretanto, PG 1026+023<sup>1</sup> concorda em até  $1\sigma$  e GD 133<sup>1</sup> até  $3\sigma$  com os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  estimados por Holberg e Bergeron (2006). As diferenças entre os valores estimados com os da literatura para a segunda solução de PG 1026+023 e GD 133 (identificada pelo índice 2 nas Tabelas 5 e 6) são maiores que  $3\sigma$  para todas as estimativas comparadas. HS 1102-0032 tem concordância em  $1\sigma$  com os valores estimados por Bergeron, Saffer e Liebert (1992) e por Koester, Schulz e Weidemann (1979). Para LTT 5712<sup>1</sup> e HZ 2, os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  concordam em até  $3\sigma$  com os estimados por Koester, Schulz e Weidemann (1979). A diferença da segunda solução da temperatura de LTT 5712 (identificada pelo índice 2 nas Tabelas 5 e 6) é maior que  $3\sigma$  para todos os valores comparados. Já SDSS 1228+1040 permanece com uma diferença maior que  $3\sigma$  em comparação com os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  estimados por Gänsicke, Marsh e Southworth (2007), e o valor de  $\log g$  de PG 1036+085 tem uma diferença maior que  $3\sigma$  em comparação com o valor estimado por Holberg e Bergeron (2006) e por Eisenstein et al. (2006). Em resumo, encontramos boa concordância entre os valores que obtivemos e os encontrados na literatura. A Figura 26 mostra os valores da literatura (listados na Tabela 3) plotados com os valores calculados (listados na Tabela 5), onde podemos ver a dispersão existente entre as duas medidas.

## 4.2 ANÁLISE ENTRE ALVO-PADRÃO

Com as estimativas de temperatura efetiva e gravidade superficial das estrelas, podemos agora fazer a análise comparativa entre alvo e padrão, com a finalidade de testar o modelo apresentado na Seção 2.4. Para isso, precisamos calcular a razão entre os espectros das estrelas alvo e sua respectiva padrão. Com os erros obtidos na Seção 4.1 em mãos, podemos quantificar o efeito máximo que a variação dessas duas grandezas causa à razão obtida. Feito isso, podemos comparar nossos dados com o modelo de disco.

Fazendo a divisão entre os espectros observados, cada par alvo-padrão resultará em uma razão observada ( $\xi_o$ ), que contém, além de algum possível efeito de obscurecimento ou espalhamento, os efeitos causados pela diferença de temperatura e  $\log g$  entre as estrelas. Para avaliar o efeito causado pelas diferenças de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$ , precisamos de uma ferramenta que nos indique o quanto esse efeito afeta a razão  $\xi_o$  e que esteja livre de qualquer efeito que

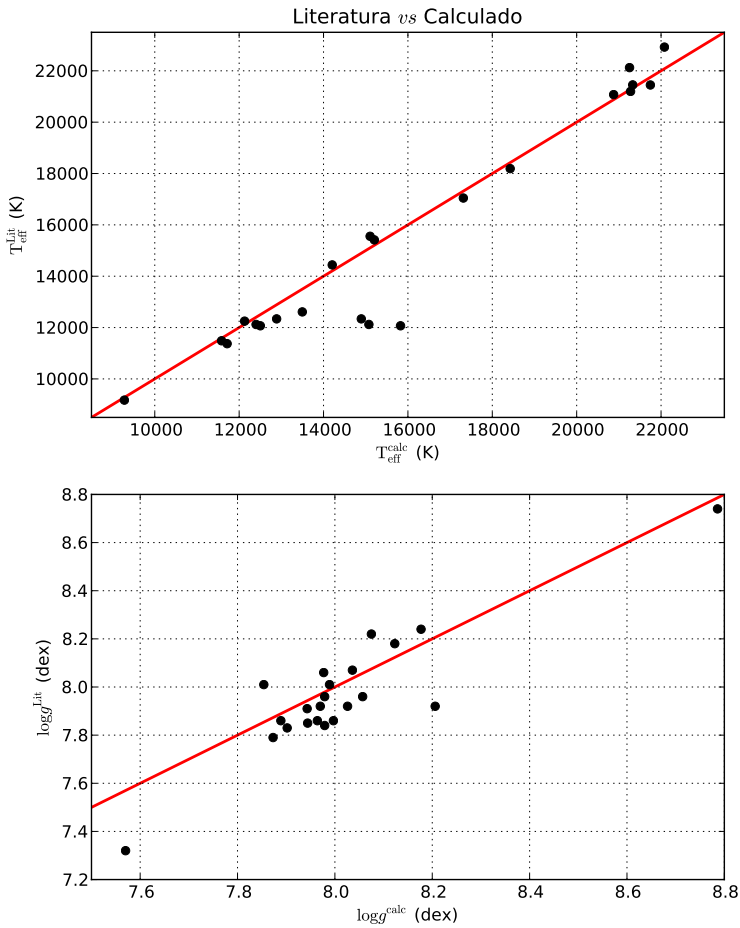


Figura 26: Valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  da literatura vs calculados. Nas legendas dos eixos o índice calc indica os valores calculados e o índice Lit indica os valores obtidos na literatura. A linha vermelha é a linha para [valores da literatura] = [valores calculados]. Painel superior: valores da temperatura efetiva da literatura vs calculados. Painel inferior: valores de  $\log g$  da literatura vs calculados.



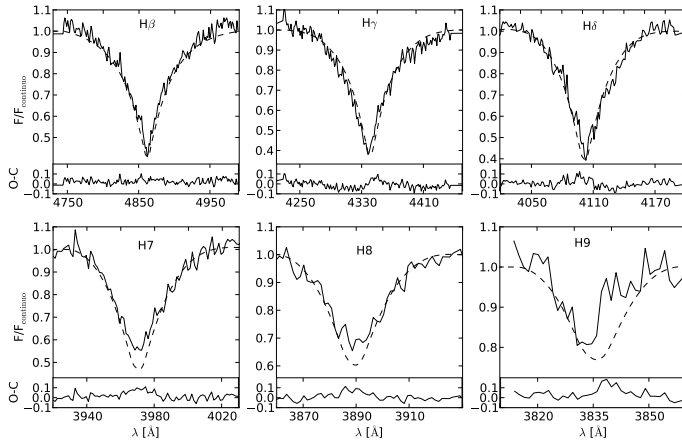


Figura 27: Ajuste das linhas da série de Balmer para Ross 548. Em cada painel está indicada a linha ajustada. Abaixo de cada linha é mostrado o resíduo O-C. A linha sólida representa os dados e a linha tracejada representa o ajuste do modelo às linhas.

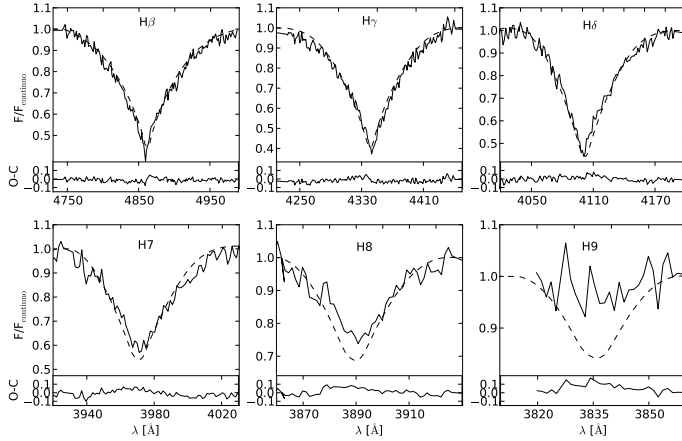


Figura 28: Ajuste das linhas da série de Balmer para HZ 4. A notação é a mesma utilizada na Figura 27.

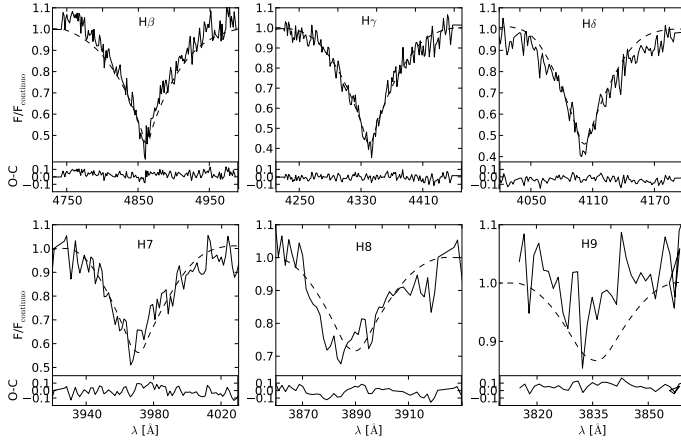


Figura 29: Ajuste das linhas da série de Balmer para GD 56. A notação é a mesma utilizada na Figura 27.

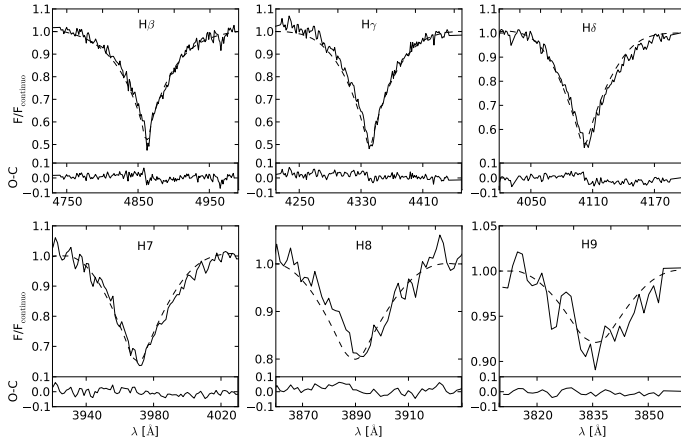


Figura 30: Ajuste das linhas da série de Balmer para HZ 2. A notação é a mesma utilizada na Figura 27.

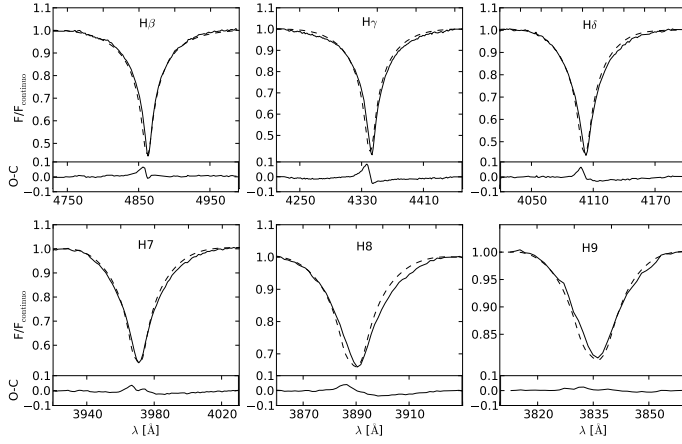


Figura 31: Ajuste das linhas da série de Balmer para LTT 3218. A notação é a mesma utilizada na Figura 27.

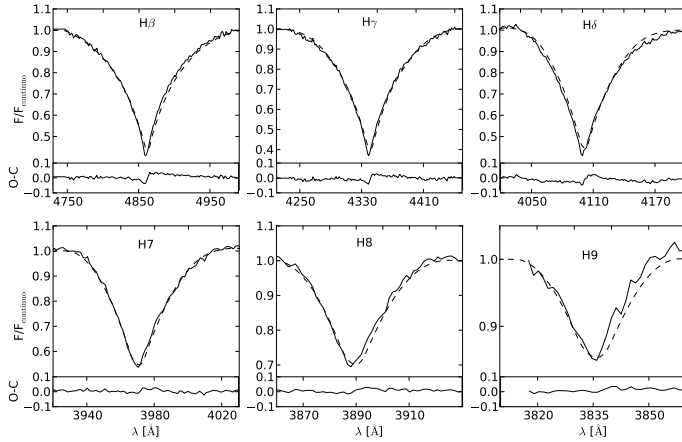


Figura 32: Ajuste das linhas da série de Balmer para WD 1026+023. A notação é a mesma utilizada na Figura 27.

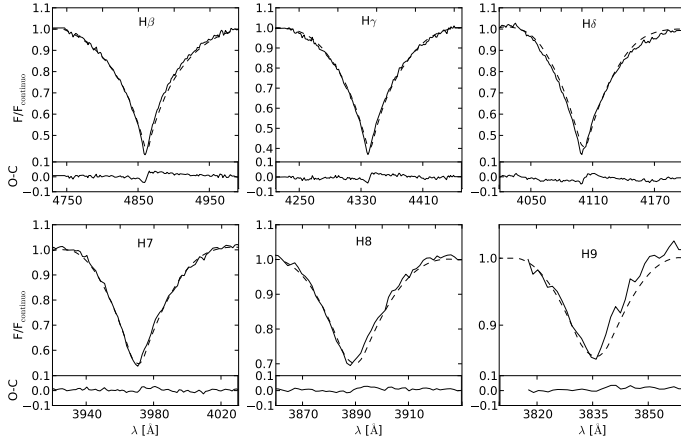


Figura 33: Ajuste das linhas da série de Balmer para a segunda solução de WD 1026+023. A notação é a mesma utilizada na Figura 27.

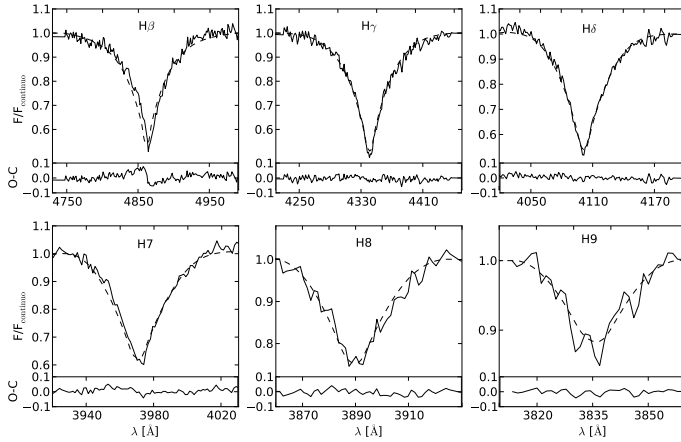


Figura 34: Ajuste das linhas da série de Balmer para WD 1036+085. A notação é a mesma utilizada na Figura 27.

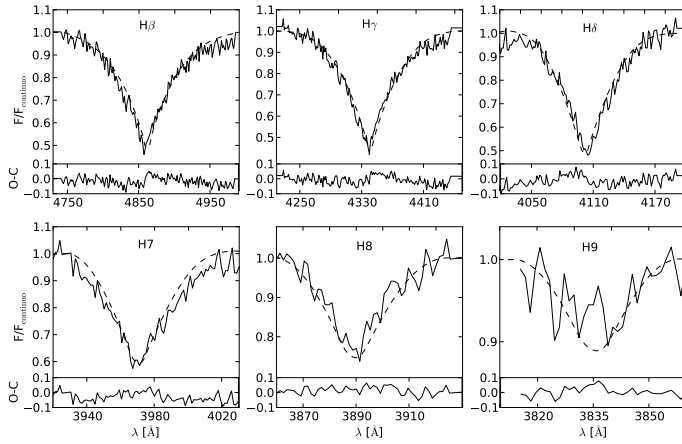


Figura 35: Ajuste das linhas da série de Balmer para WD 1041+091. A notação é a mesma utilizada na Figura 27.

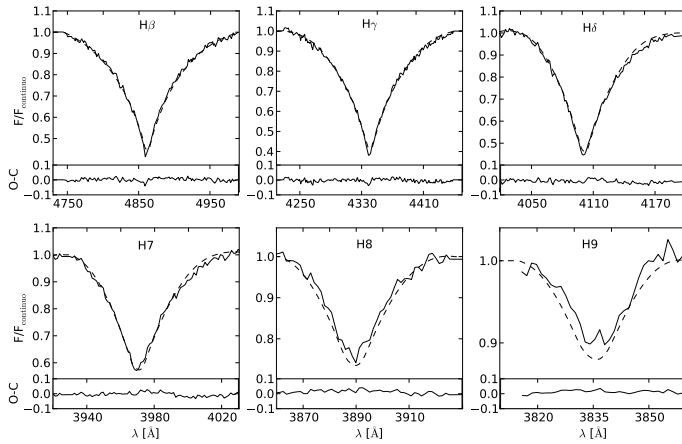


Figura 36: Ajuste das linhas da série de Balmer para HS 1102+0032. A notação é a mesma utilizada na Figura 27.

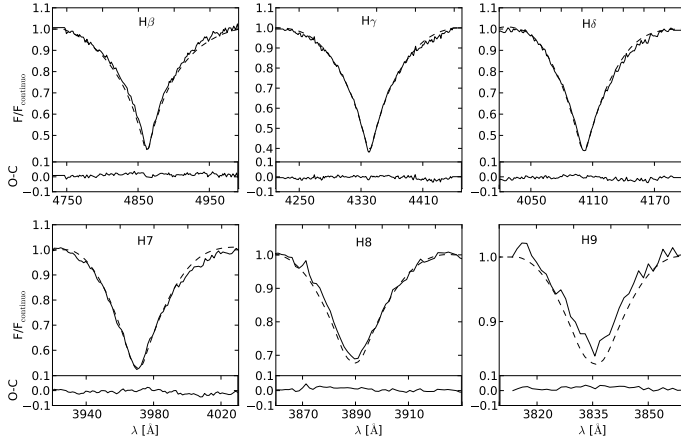


Figura 37: Ajuste das linhas da série de Balmer para GD 133. A notação é a mesma utilizada na Figura 27.

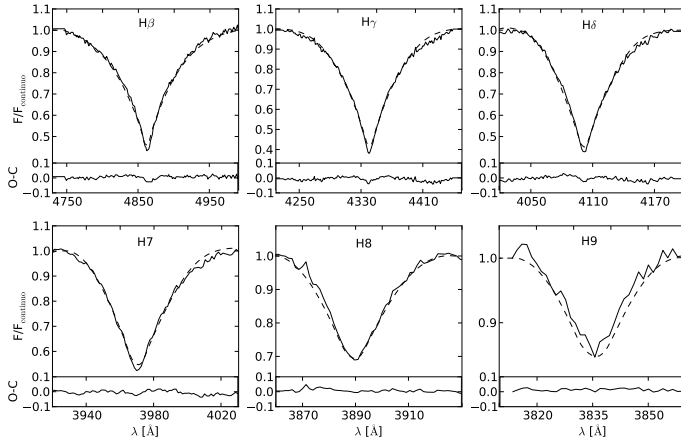


Figura 38: Ajuste das linhas da série de Balmer para a segunda solução de GD 133. A notação é a mesma utilizada na Figura 27.

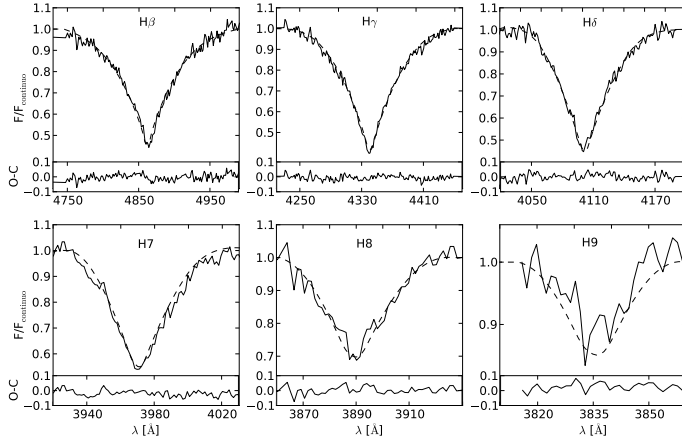


Figura 39: Ajuste das linhas da série de Balmer para HS 1153+1416. A notação é a mesma utilizada na Figura 27.

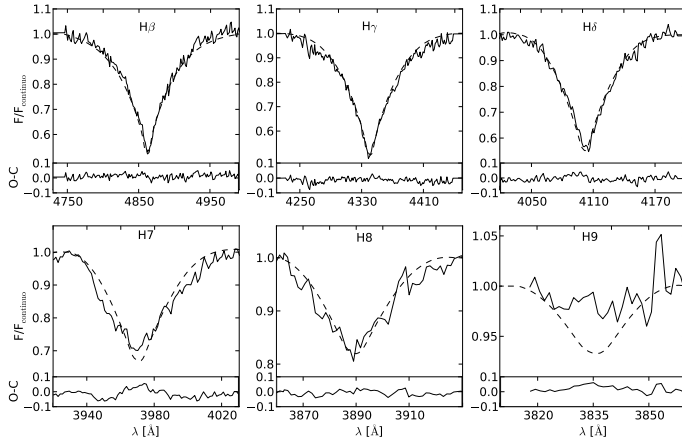


Figura 40: Ajuste das linhas da série de Balmer para WD 1226+110. A notação é a mesma utilizada na Figura 27.

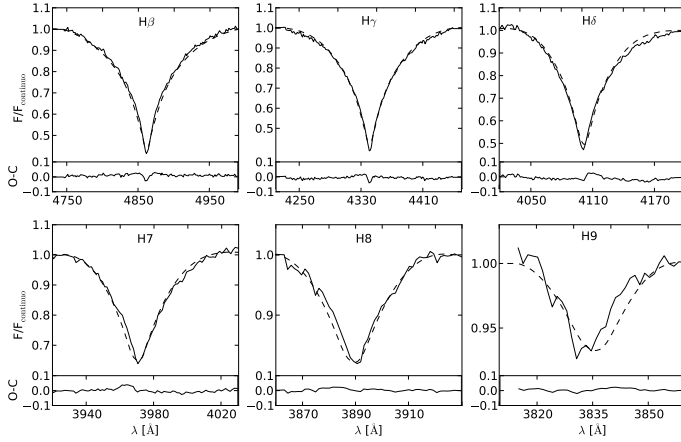


Figura 41: Ajuste das linhas da série de Balmer para LTT 4816. A notação é a mesma utilizada na Figura 27.

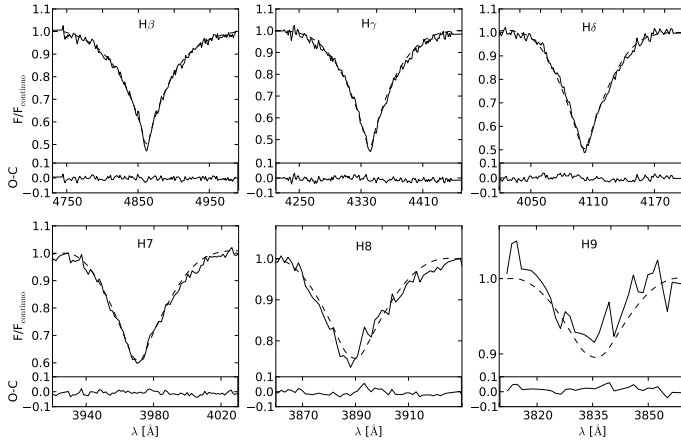


Figura 42: Ajuste das linhas da série de Balmer para HE 1307-0059. A notação é a mesma utilizada na Figura 27.



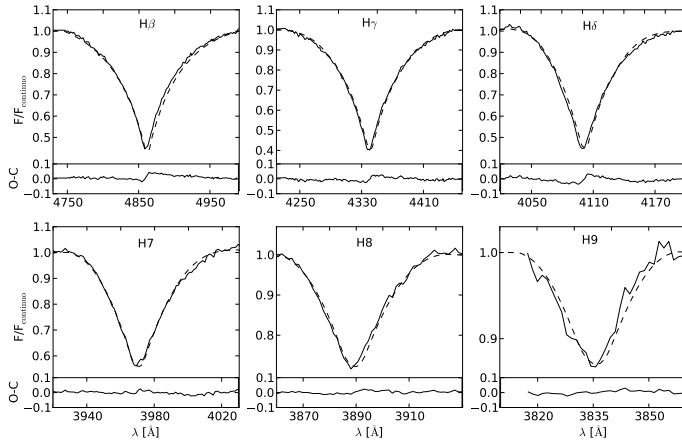


Figura 43: Ajuste das linhas da série de Balmer para LTT 5712. A notação é a mesma utilizada na Figura 27.

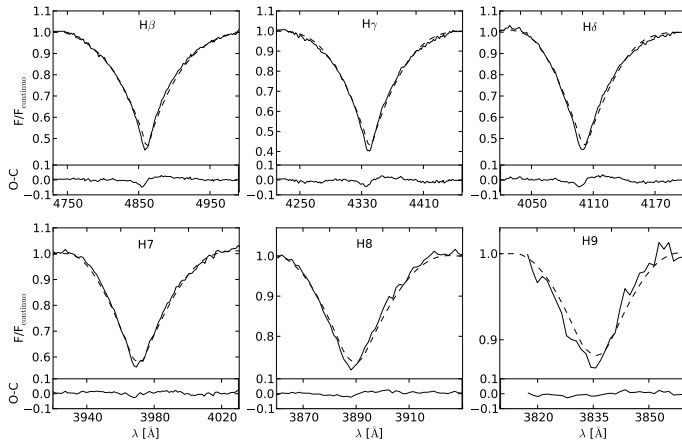


Figura 44: Ajuste das linhas da série de Balmer para a segunda solução de LTT 5712. A notação é a mesma utilizada na Figura 27.

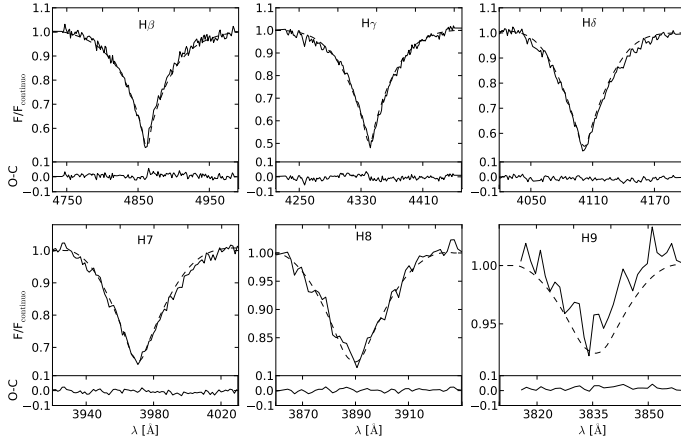


Figura 45: Ajuste das linhas da série de Balmer para WD 1457-086. A notação é a mesma utilizada na Figura 27.

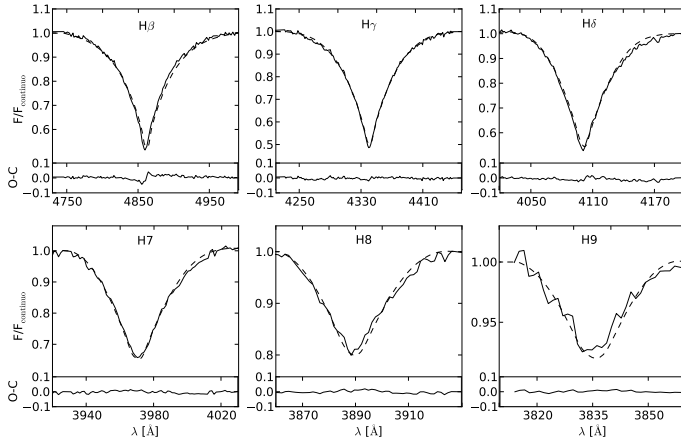


Figura 46: Ajuste das linhas da série de Balmer para WD 1527+090. A notação é a mesma utilizada na Figura 27.

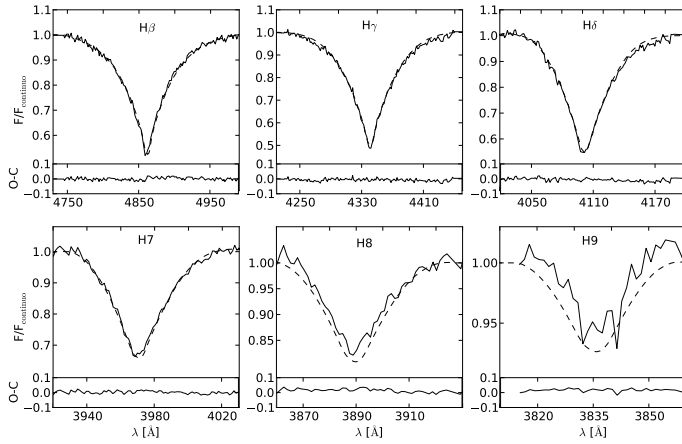


Figura 47: Ajuste das linhas da série de Balmer para WD 1548+149. A notação é a mesma utilizada na Figura 27.

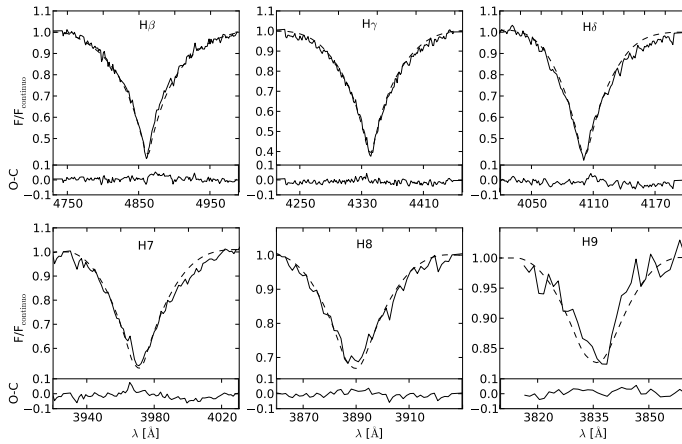


Figura 48: Ajuste das linhas da série de Balmer para G 29-38. A notação é a mesma utilizada na Figura 27.

tenha origem na poeira. Por isso, usando espectros sintéticos da grade de Koester (2008), calculamos um espectro interpolado para cada uma das estrelas utilizadas na divisão através da técnica de interpolação bilinear (Press et al., 1989). Feito isso, fizemos a divisão do espectro modelo da alvo pelo espectro modelo da padrão, obtendo assim a razão modelo  $\xi(T_{\text{eff}}; \log g)$  das duas estrelas. Esta razão não é influenciada por nenhum efeito da poeira. Quando comparamos visualmente  $\xi_o$  com  $\xi(T_{\text{eff}}; \log g)$ , vemos nada, excesso ou falta, dependendo do efeito do disco. Esse espectro, construído pela diferença percentual entre o espectro-razão observado e o espectro-razão modelo, é a quantia que será comparada com o modelo de disco discutido na Seção 2.4.

As medidas de temperatura efetiva e gravidade superficial estão sujeitas a erros e, por isso, os valores calculados podem não condizer exatamente com as medidas reais da estrela. Portanto, precisamos nos certificar que alguma diferença encontrada entre uma razão observada e uma modelo não é efeito da diferença do valor calculado para o valor real. Com esse objetivo, precisamos fazer a comparação da razão observada com a razão modelo utilizando os valores extremos das barras de erro. Esses valores extremos são calculados a partir dos erros de medida que obtivemos, somando ou subtraindo o valor obtido dos erros calculados. Assim, podemos encontrar os efeitos devidos às diferenças de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  dentro de uma faixa de valores, permitindo aumentar a confiabilidade da comparação.

Nesse sentido, fazemos alguns testes utilizando os espectros sintéticos:

1. No primeiro teste, usamos  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  e calculamos um novo espectro modelo para a estrela alvo e a padrão. Fazemos então a razão entre eles, obtendo assim a razão modelo “máxima”. Essa razão é comparada com  $\xi_o$  da mesma forma que fizemos para  $\xi(T_{\text{eff}}; \log g)$ . Dessa forma, se há alguma diferença entre a razão observada e a modelo, podemos conferir com mais uma comparação se essa diferença não é fruto das diferenças entre os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  das estrelas.
2. No segundo teste usamos  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para as duas estrelas, obtendo o limite inferior desses parâmetros. Fazemos novos espectros sintéticos correspondentes a esses valores para cada estrela e dividimos o modelo da alvo pelo da padrão, obtendo a razão modelo “mínima”. Essa razão é então comparada com a razão observada.
3. No terceiro teste, fazemos a divisão dos espectros modelo correspondentes a  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a padrão.

4. No quarto teste obtemos a razão inversa do item 3, fazendo a divisão entre os espectros modelo correspondentes a  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a padrão.
5. Caso ainda tenha alguma diferença entre as razões observada e modelo nos testes 1 a 4, fazemos agora novos testes, alternando os valores de temperatura e gravidade individualmente. No quinto teste calculamos o espectro modelo com  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  para a padrão, mantendo o valor do  $\log g$  de ambas sem alteração. Feito isso, calculamos novos espectros sintéticos correspondentes a esses valores, fazemos a divisão entre eles e comparamos essa nova razão com  $\xi_o$ .
6. No sexto teste,  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  para a padrão, mantendo o  $\log g$  igual ao calculado. Seguindo o procedimento dos itens anteriores, obtemos novos espectros sintéticos correspondentes a esses valores e fazemos a razão entre eles, que novamente será comparada com  $\xi_o$ .
7. Sétimo teste: agora mantemos a temperatura para ambas as estrelas igual ao valor calculado e usamos  $\log g + \Delta \log g$  para o modelo da alvo e  $\log g - \Delta \log g$  para o da padrão. Novamente, novos espectros sintéticos são calculados e, feita a razão entre eles, comparamos com a  $\xi_o$ .
8. No oitavo teste mantemos novamente a temperatura de acordo com o valor calculado e usamos  $\log g - \Delta \log g$  para o modelo da alvo e  $\log g + \Delta \log g$  para o da padrão.
9. No nono teste usamos  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para o modelo da alvo. Para a padrão, usamos  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$ . Calculamos os espectros sintéticos e obtemos a razão modelo correspondente que é comparada com a razão observada.
10. Neste teste usamos  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a padrão. Novamente os espectros sintéticos são calculados e divididos. A razão obtida é comparada com  $\xi_o$ .

Normalizamos as razões, observada e modelo, em relação ao nível médio entre 5600-5800 Å para facilitar a comparação. Dessa forma, garantimos que as razões observada e modelo coincidam na região normalizada, tornando possível identificar algum efeito resultante da poeira na região em torno de 4000 Å. A região de 3700 a 4000 Å não é comparada, pois os espectros possuem um erro sistemático devido à baixa precisão na calibração em

fluxo nos extremos e menor eficiência nas bordas do detector. Definido o procedimento, faremos a seguir as análises individuais dos objetos, procurando quantificar algum possível efeito de poeira.

#### 4.2.1 GD 56

A Figura 49 mostra os espectros de GD 56 e HS 1153+1416 obtidos em fevereiro de 2010 (ver Tabela 2). Estão plotadas a razão entre eles ( $\xi_o$ ), juntamente com as razões modelo para os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  ajustados e para seus limites da barra de erro ( $\xi$ ). A legenda de cada painel indica a variável plotada e, no caso das razões modelo, são indicados os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  utilizados no cálculo dos espectros modelo (a mesma nomenclatura é utilizada em todas as Figuras mostrando o resultado da análise entre alvo e padrão). Na comparação entre  $\xi_o$  e  $\xi$ , percebemos a existência de padrões verticais nas posições das linhas da série de Balmer. Esses padrões surgem devido à diferenças dos parâmetros  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  das estrelas (ainda que sutis) e são observadas em ambas as razões. Não observamos efeito de absorção ou espalhamento devido à poeira, pois os espectros-razão, observada e modelo, coincidem muito bem. Notamos ainda, que as razões para os limites superiores e inferiores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  para as duas estrelas (painéis (d) e (e) da Figura 49) apresentam aproximadamente as mesmas diferenças que a razão modelo do painel (c). Por esse motivo, nas análises posteriores, essas duas razões serão desprezadas. As razões  $\xi_o$  e  $\xi$  foram suavizadas através de uma função filtro de mediana utilizando uma caixa de  $\Delta\lambda = 30 \text{ \AA}$ . Essa suavização será aplicada às razões modelo e observada de todas as estrelas para as quais essa análise será feita.

A seguir, utilizamos os espectros de GD 56 e HZ 4, obtidos em dezembro de 2008, para uma análise semelhante. Nesse conjunto de dados, utilizamos os espectros da alvo e da padrão obtidos com a fenda de 40" (vide Tabela 2). Como discutimos na Seção 3.2, não utilizaremos os espectros obtidos com a fenda de 1.68" nas divisões pela possibilidade de haver perda de luz em uma região do espectro. Os espectros são mais ruidosos, pois com uma fenda maior, não só toda a luz da estrela é captada, mas também uma grande faixa do céu. A Figura 50 mostra os espectros de GD 56 e HZ 4, bem como a razão observada obtida a partir da divisão dos mesmos, e as razões modelo calculadas para os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  estimados e seus extremos. Considerando a diferença percentual entre  $\xi_o$  e  $\xi$  (painel (c)), não detectamos excesso ou déficit de fluxo em GD 56. A conclusão é a mesma da análise utilizando HS 1153+1416 como padrão.

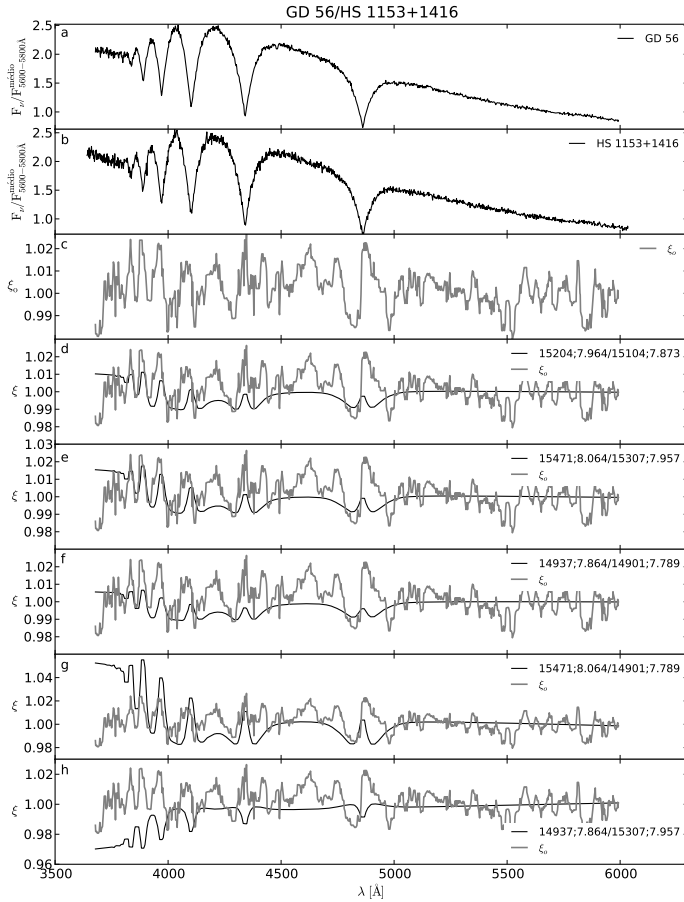


Figura 49: Espectros de GD 56 e HS 1153+1416, e as razões  $\xi_o$  e  $\xi$ . (a) Espectro de GD 56. (b) Espectro de HS 1153+1416. (c) Razão observada (linha cinza nos painéis subsequentes). Linha preta: (d) Razão modelo correspondente à  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados. (e) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para as duas estrelas. (f) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para as duas estrelas. (g) Razão modelo  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a padrão. (h) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a padrão.

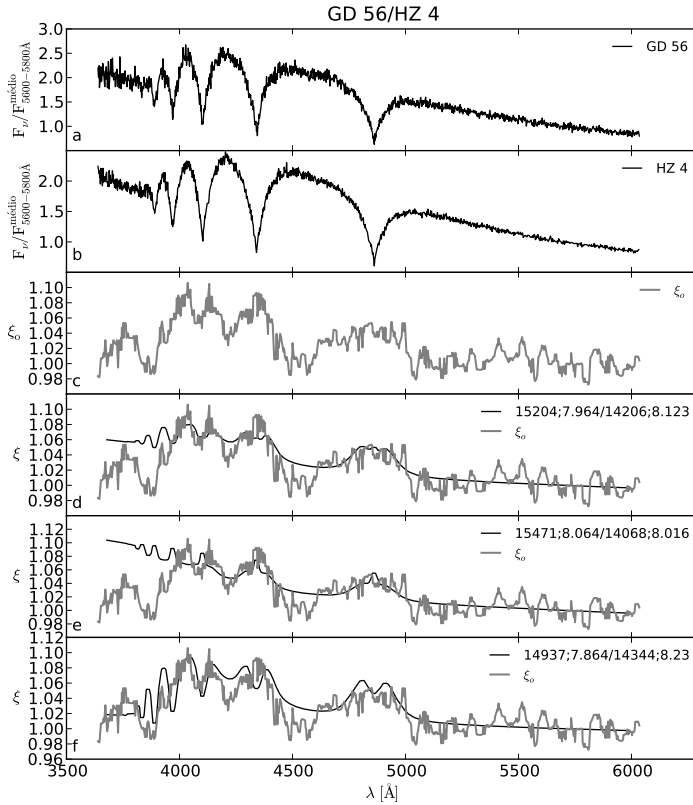


Figura 50: Espectros de GD 56 e HZ 4, e as razões  $\xi_o$  e  $\xi$ . (a) Espectro de GD 56. (b) Espectro de HZ 4. (c) Razão observada. Linha cinza no painéis subsequentes: Razão observada. Linha preta: (d) Razão modelo correspondente aos valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados. (e) Razão entre o espectro modelo com  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a alvo pelo modelo com  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a padrão. (f) Razão do modelo com  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo pelo modelo representando a padrão com  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$ .



Por fim, utilizamos Ross 548 como padrão. Os espectros foram coletados em dezembro de 2008 (ver Tabela 2). A Figura 51 ilustra os espectros de GD 56 e da padrão Ross 548,  $\xi_o$  e as razões modelo para os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  e seus extremos. Assim como nas comparações entre as razões modelo das Figuras 49 e 50, não vemos nenhum excesso ou déficit de fluxo da alvo GD 56 com relação à Ross 548. Essa estrela afortunadamente pôde ser comparada com três padrões distintas, pois na noite de dezembro de 2008 há duas padrões e ainda possui espectros de ciência em outra noite com mais uma padrão (ver Tabela 2 para detalhes).

#### 4.2.2 GD 133

Seguindo o mesmo procedimento adotado para GD 56, fazemos agora as análises para GD 133 e sua padrão WD 1026+023, cujos espectros foram obtidos em fevereiro de 2010 (ver Tabela 2). A Figura 52 mostra os espectros das estrelas alvo e padrão,  $\xi_o$  e as razões modelo para os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados e seus extremos. Vemos que GD 133 possui 3% mais fluxo que a padrão na região em torno de 4000 Å na comparação relativa à razão modelo (painel (d)). Isso pode ser um indicativo de que um disco de poeira esteja espalhando a luz da estrela na direção da linhas de visada (ou seja, um disco *face on*, ver esquema na Figura 3). Para verificar essa possibilidade, faremos mais uma série de testes. A característica mais notável são os padrões verticais nas regiões das linhas da série de Balmer, que na razão observada estão direcionados para cima e, nas razões modelo, para baixo. Isso pode ser um efeito das diferenças de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  entre alvo e padrão, indicando que as estrelas possuem diferenças maiores que os nossos erros.

Para verificar se os padrões verticais observados na Figura 52 não são característica de um espectro individual, fizemos a divisão dos três espectros de GD 133 por dois de WD 1026+023 (como visto na Seção 3.3 o primeiro espectro obtido para a WD 1026+023 tem problemas na região de 3700 a 4500 Å e não o utilizaremos). A Figura 53 mostra o resultados dessa divisão. Vemos que para todas as combinações, as razões mantém a diferença vista na Figura 52, e com as mesmas características apontadas anteriormente. Para testar a possibilidade de o efeito ser causado pela diferença de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$ , calculamos as razões entre os espectros modelo seguindo o procedimento descrito nos testes 5 a 10 (ver início da Seção 4.2). A Figura 54 mostra o resultado desses testes. Não vemos nenhuma diferença significativa entre  $\xi_o$  e  $\xi$  além do que já foi observado anteriormente. Os erros dessas duas estrelas são particularmente baixos e, por isso, utilizamos  $\Delta T_{\text{eff}} = 150$  K para as duas estrelas e  $\Delta \log g = 0.05$  para WD 1026+023.

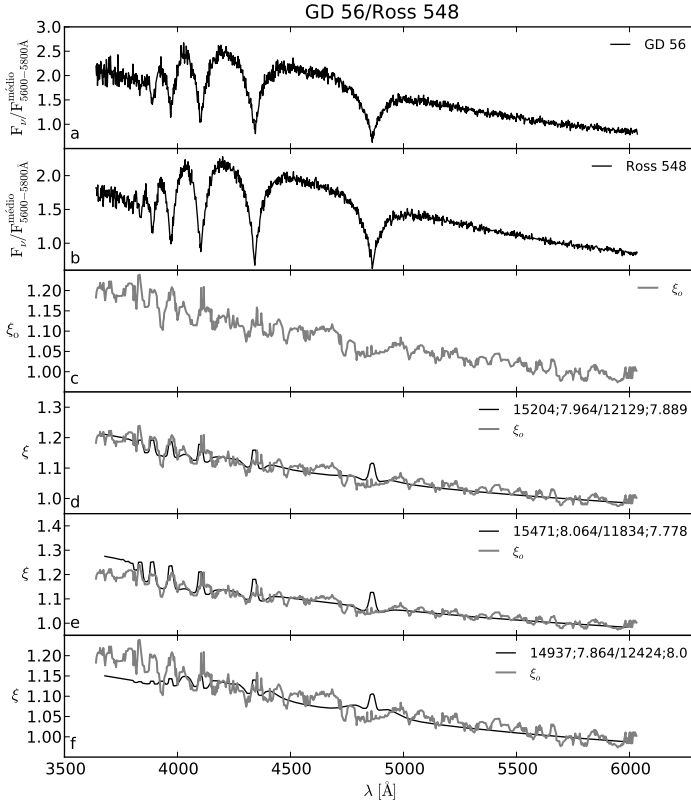


Figura 51: Espectros de GD 56 e Ross 548, e as razões  $\xi_0$  e  $\xi$ . (a) Espectro de GD 56. (b) Espectro de Ross 548. (c) Razão observada (linha cinza nos painéis subsequentes). Linha preta: (d) Razão modelo correspondente a  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados. (e) Razão entre o modelo  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a alvo pelo modelo com  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a padrão. (f) Razão do modelo com  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo pelo modelo representando a padrão com  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$ .

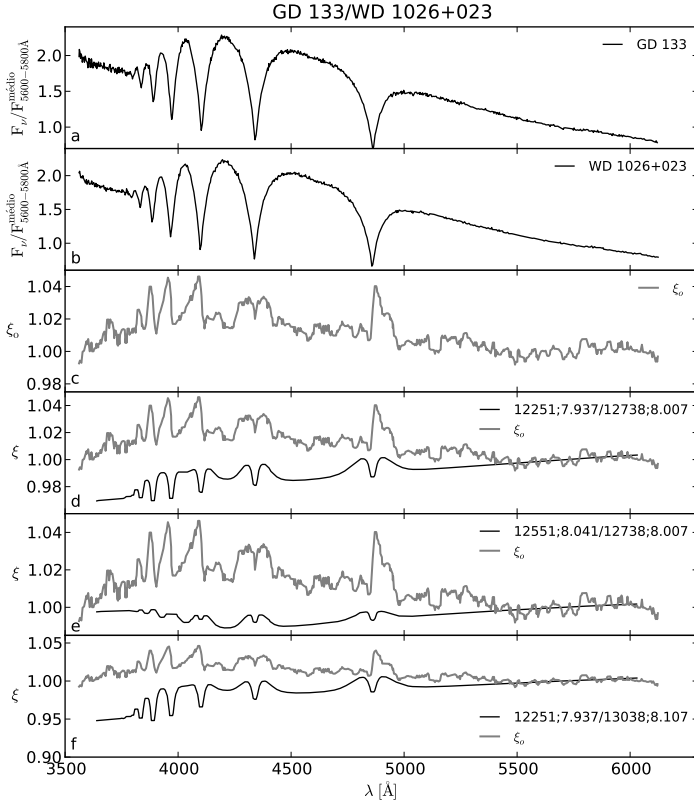


Figura 52: Espectros de GD 133 e WD 1026+023, e as razões  $\xi_0$  e  $\xi$ . (a) Espectro de GD 133. (b) Espectro de PG 1026+023. (c) Razão observada (linha cinza nos painéis subsequentes). Linha preta: (d) Razão modelo para  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados. (e) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a padrão. (f) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a padrão.

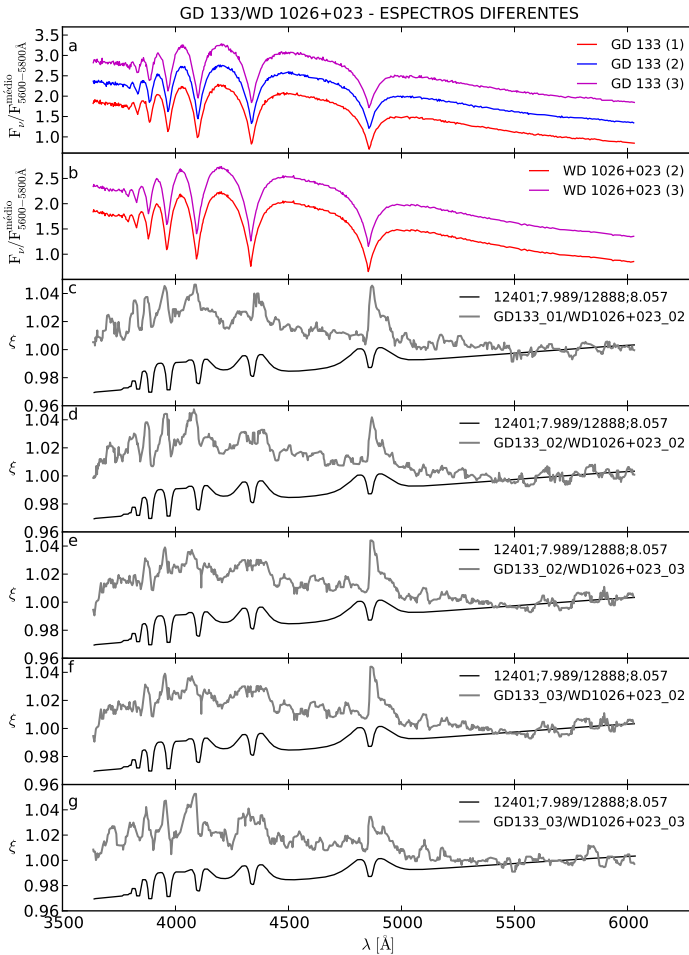


Figura 53: Diferentes espectros de GD 133 e WD 1026+023,  $\xi_o$  e  $\xi$ . (a) Espectros de GD 133. (b) Espectros de WD 1026+023. Os espectros utilizados para obter  $\xi_o$  (linha cinza) dos painéis (c), (d), (e), (f) e (g) são indicados na legenda, e a linha preta nesses painéis é a razão modelo para os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados.

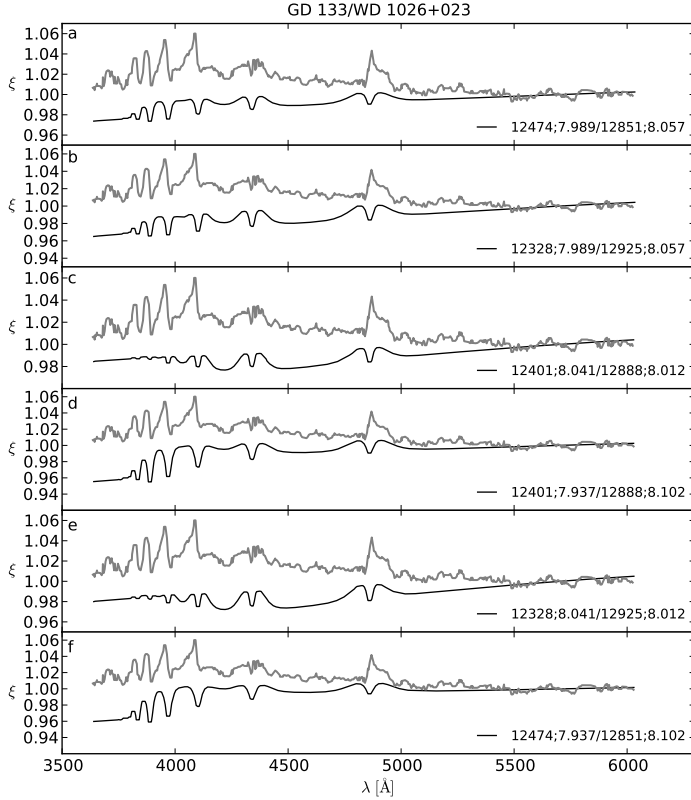


Figura 54: Razões modelo de GD 133 e PG 1026+023 com diferentes combinações de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$ . A linha cinza em todos os painéis representa a razão observada (mostrada no painel (c) da Figura 52). Linha preta: (a) Razão modelo com  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  para a padrão, mantendo o  $\log g$  de ambos constante. (b) Razão modelo com  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  para a padrão, com  $\log g$  de ambos constante. (c) Razão modelo para temperatura de ambos constante com  $\log g + \Delta \log g$  para a alvo e  $\log g - \Delta \log g$  para a padrão. (d) Razão modelo para temperatura de ambos os modelos constante, com  $\log g - \Delta \log g$  para o modelo da alvo e  $\log g + \Delta \log g$  para o da padrão. (e) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a padrão. (f) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a padrão.

Em mais um teste, fazemos as divisões dos espectros modelo mostrados na Figura 54 novamente, porém, agora assumindo um erro de  $\Delta T_{\text{eff}} = 500 \text{ K}$  e  $\Delta \log g = 0.1$ . Foram escolhidos esses valores por serem similares às diferenças entre as medidas da literatura. O resultado é mostrado na Figura 55. A Figura 55 mostra também a comparação entre  $\xi_o$  e a razão modelo calculada para os valores de temperatura efetiva e gravidade superficial da literatura ( $T_{\text{eff}}^{\text{literatura}}$  e  $\log g^{\text{literatura}}$ ), e a razão para  $T_{\text{eff}}^{\text{literatura}} + 150 \text{ K}$  e  $\log g^{\text{literatura}} + 0.1$  para o modelo da alvo e  $T_{\text{eff}}^{\text{literatura}} - 150 \text{ K}$  e  $\log g^{\text{literatura}} - 0.1$  para o modelo da padrão. Vemos que as razões modelo dos painéis (c) e (f) da Figura 55 possuem os padrões verticais na região das linhas da série de Balmer similares à  $\xi_o$ . Porém, a diferença entre as razões modelo e observada permanece, sugerindo um excesso de  $\sim 2\%$  no espectro de GD 133.

Usamos em seguida os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  encontrados para a segunda solução de GD 133 e WD 1026+023 (ver Tabelas 5 e 6 para mais detalhes). A Figura 56 mostra as razões entre os espectros modelo. Usamos  $\Delta T_{\text{eff}} = 150 \text{ K}$  para as duas estrelas e  $\Delta \log g = 0.05$  para WD 1026+023. Vemos no painel (c) que não podemos encontrar nenhuma diferença entre as razões observada e modelo. Isso indica que a diferença observada anteriormente pode ser somente efeito das diferenças de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  das estrelas, e que os valores de  $T_{\text{eff}}$  podem ser maiores e os de  $\log g$  menores que os encontrados na literatura. Para aumentar a confiabilidade e identificar qual a solução mais correta dos valores de  $T_{\text{eff}}$ , precisaríamos de medidas fotométricas, as quais não temos a disposição no momento.

Para um teste independente, utilizamos um espectro de uma terceira anã branca, LTT 3218, obtido na mesma noite dos espectros de GD 133 (ver Tabela 2). Mesmo com a grande diferença existente entre os valores da temperatura dessas duas estrelas, é possível observar o comportamento relativo entre as razões observada e modelo. A Figura 57 mostra os espectros de GD 133 e de LTT 3218, a razão observada e as razões modelo para temperatura efetiva e gravidade das duas estrelas, com as variações considerando-se os erros. Vemos no painel (e) que não há diferença entre as razões, e a maior diferença é vista no painel (f), chegando a 5% na região em torno de 4000 Å.

Feitas essas considerações, concluímos que não somos aptos para afirmar se há ou não algum efeito observável em GD 133 pelo fato de não podermos estabelecer qual das duas soluções encontradas através dos ajustes de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  para as duas estrelas é mais correta. Na Seção 4.3.1 fazemos a divisão das duas padrões utilizadas para verificar que não há efeito de extinção entre os espectros obtidos na mesma noite.

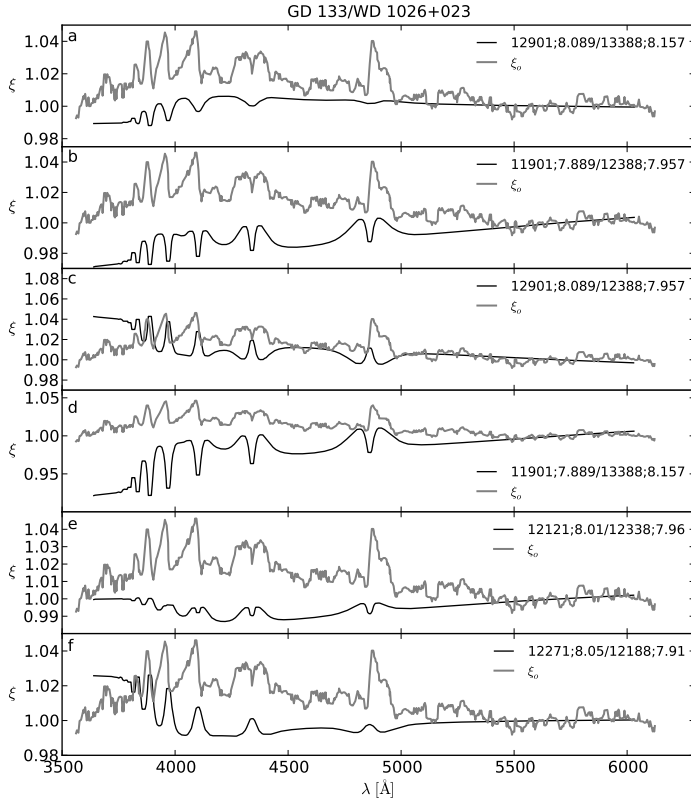


Figura 55: Testes das razões modelo para  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  de GD 133 e WD 1026+023. A linha cinza em todos os painéis representa a razão observada. Linha preta: (a) Razão modelo para a alvo e padrão com  $T_{\text{eff}} + 500$  K e  $\log g + 0.1$ . (b) Razão modelo para alvo e padrão com  $T_{\text{eff}} - 500$  K e  $\log g - 0.1$ . (c) Razão modelo para a alvo com  $T_{\text{eff}} + 500$  K e  $\log g + 0.1$  e para a padrão,  $T_{\text{eff}} - 500$  K e  $\log g - 0.1$ . (d) Razão para a alvo com  $T_{\text{eff}} - 500$  K e  $\log g - 0.1$  e  $T_{\text{eff}} + 500$  K e  $\log g + 0.1$  para a alvo. (e) Razão entre os modelos das duas estrelas calculados a partir dos valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  buscados na literatura. (f) Razão entre o modelo da alvo com  $T_{\text{eff}}^{\text{literatura}} + 150$  K e  $\log g^{\text{literatura}} + 0.1$  e o modelo da padrão com  $T_{\text{eff}}^{\text{literatura}} - 150$  K e  $\log g^{\text{literatura}} - 0.1$ .

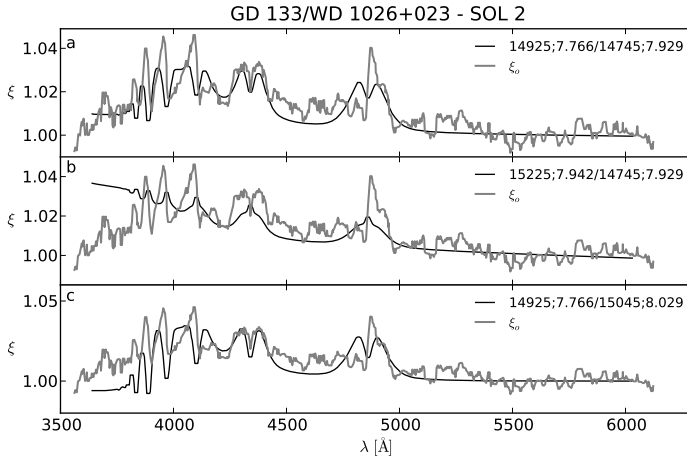


Figura 56: Razões  $\xi_o$  e  $\xi$  da segunda solução de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  de GD 133 e WD 1026+023. Linha cinza: razão observada. Linha preta: (a) Razão modelo para  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados. (b) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a padrão. (c) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a padrão.



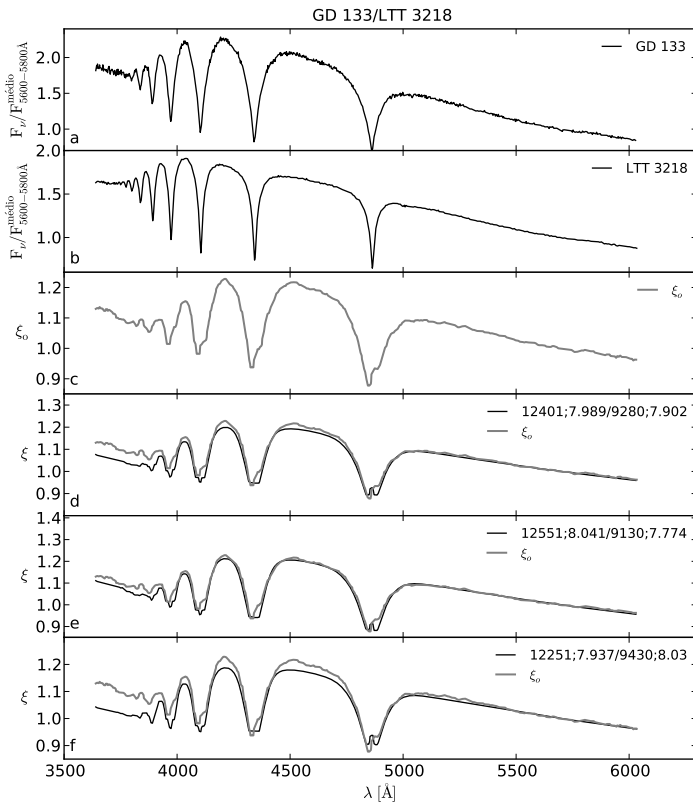


Figura 57: Espectros de GD 133 e LTT 3218, e as razões  $\xi_0$  e  $\xi$ . (a) Espectro de GD 133. (b) Espectro de LTT 3218. (c) Razão observada (linha cinza nos painéis subsequentes). Linha preta: (d) Razão modelo para  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados. (e) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a apdrão. (f) Razão do modelo com  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo pelo modelo com  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a padrão.

### 4.2.3 PG 1457-086

Os espectros da estrela PG 1457-086 e da padrão PG 1527+091 foram coletados em abril de 2010 (ver Tabela 2). A Figura 58 mostra os espectros de PG 1457-086 e PG 1527+091, a divisão dos espectros observados, a divisão dos espectros modelo correspondentes aos valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  e suas variações dentro das barras de erro.

A razão  $\xi_o$  na Figura 58 (painel (c)) mostra uma diferença de 15% entre azul e a vermelha do espectro (4000 Å até 5600 Å), valor bastante elevado. Lembrando que nas análises sobre perda de luz na fenda do Capítulo 3 as Figuras 21(a) a 21(c) mostram uma diferença de  $\sim 5\%$  entre os espectros de PG 1527+091, a diferença observada pode ser algum efeito instrumental. Pela forma e intensidade com que a razão  $\xi_o$  decresce, é provável a existência de algum problema instrumental com o espectro de pelo menos uma das duas estrelas utilizadas na divisão. A seguir faremos alguns testes para tentar confirmar essa possibilidade. A Figura 59 mostra a divisão dos espectros individuais da alvo pelos espectros individuais da padrão. Notamos que todos eles possuem uma grande inclinação, indicando a presença de problemas instrumentais em todos os espectros de uma ou das duas estrelas.

Para tentar contornar este problema, utilizamos uma terceira estrela, LTT 4816, que também tem espectros obtidos na mesma noite (ver Tabela 2). Os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados para LTT 4816 são muito diferentes dos estimados para as estrelas alvo e padrão (ver Tabela 5). Como vimos anteriormente, isso não invalida a comparação entre  $\xi_o$  e  $\xi$ , de modo que poderemos analisar o comportamento dos espectros. A Figura 60 mostra os espectros da alvo, PG 1457-086, da padrão PG 1527+091 e de LTT 4816, as razões observadas dos espectros de PG 1457-086 e de PG 1527+091 pelo espectro de LTT 4816 e as razões modelo calculadas através dos valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  de cada estrela (ver Tabela 5). Pela comparação de  $\xi_o$  com as respectivas razões  $\xi$  dos espectros modelo, vemos que a diferença entre o nível de 4000 Å até 5500 Å do espectro de PG 1527+091 para LTT 4816 é de 12%, enquanto que de PG 1457-086 é de 4% na mesma região.

Em maio de 2010 foram obtidos mais 4 espectros da alvo PG 1457-086 (ver Tabela 2). Porém, somente há espectros de uma padrão, HE 1307-0059, que possui temperatura efetiva cerca de 3000 K menor que a alvo (ver Tabela 5). A Figura 61 mostra os espectros de PG 1457-086 e HE 1307-0059,  $\xi_o$  e as razões entre os espectros modelo ( $\xi$ ) calculados a partir dos valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  das duas estrelas. Na comparação de  $\xi_o$  com  $\xi$  (painel (d) da Figura 61), notamos que PG 1457-086 possui  $\sim 5\%$  menos fluxo em torno de 4000 Å que HE 1307-0059. Este deslocamento vertical tem a mesma amplitude vista no painel (d) da Figura 60, que mostra as razões da divisão entre a alvo e a anã

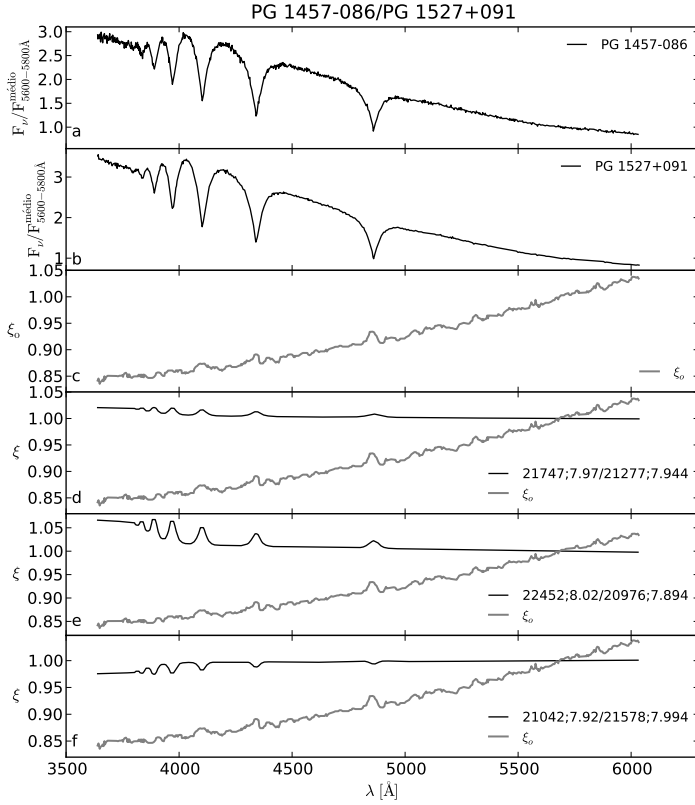


Figura 58: Espectros de PG 1457-086 e PG 1527+091, e as razões  $\xi_0$  e  $\xi$ . (a) Espectro de PG 1457-096. (b) Espectro da padrão PG 1527+091. (c) Razão observada (linha cinza nos painéis subsequentes). Linha preta: (d) Razão modelo para os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados. (e) Razão entre o modelo da alvo  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  pelo modelo da padrão com  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$ . (f) Razão do espectro modelo com  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo pelo modelo representando  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a padrão.

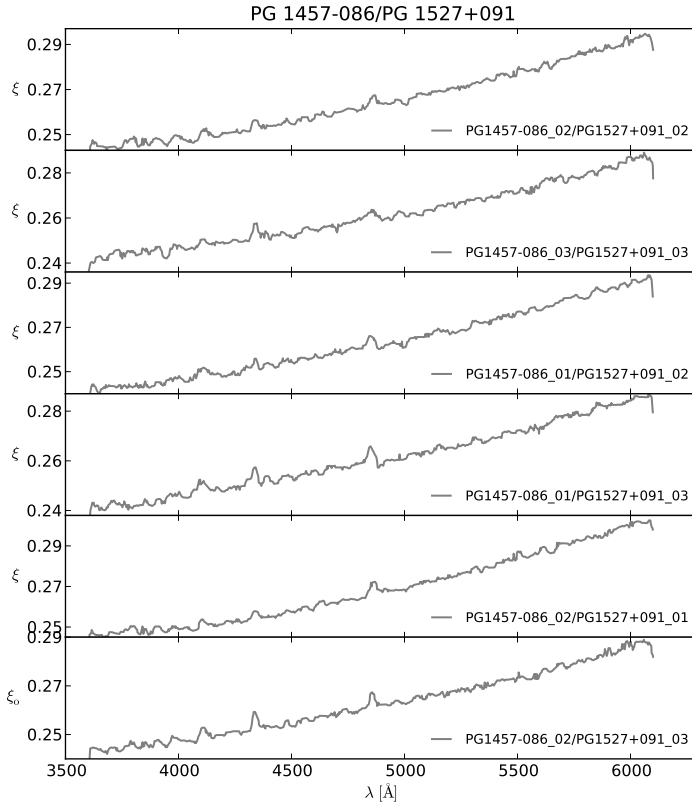


Figura 59: Divisão dos outros espectros da alvo PG 1457-086 pelos da padrão PG 1527+091. Na legenda: os índices 01, 02 e 03 representam a ordem de obtenção do espectro.

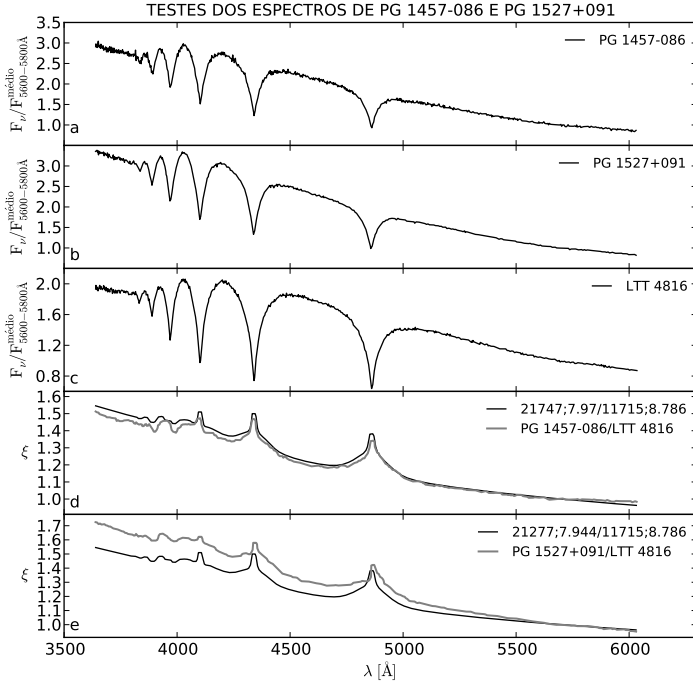


Figura 60: Testes dos espectros de PG 1457-086 e PG 1527+091. (a) Espectro da PG 1457-086. (b) Espectro de PG 1527+091. (c) Espectro de LTT 4816. (d) Divisão do espectro de PG 1457-086 pelo de LTT 4816 (linha cinza) e a razão modelo para  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados (linha preta). (e) Divisão de PG 1527+091 pelo de LTT 4816 (linha cinza) e razão modelo calculada para os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  indicados na legenda (linha preta).

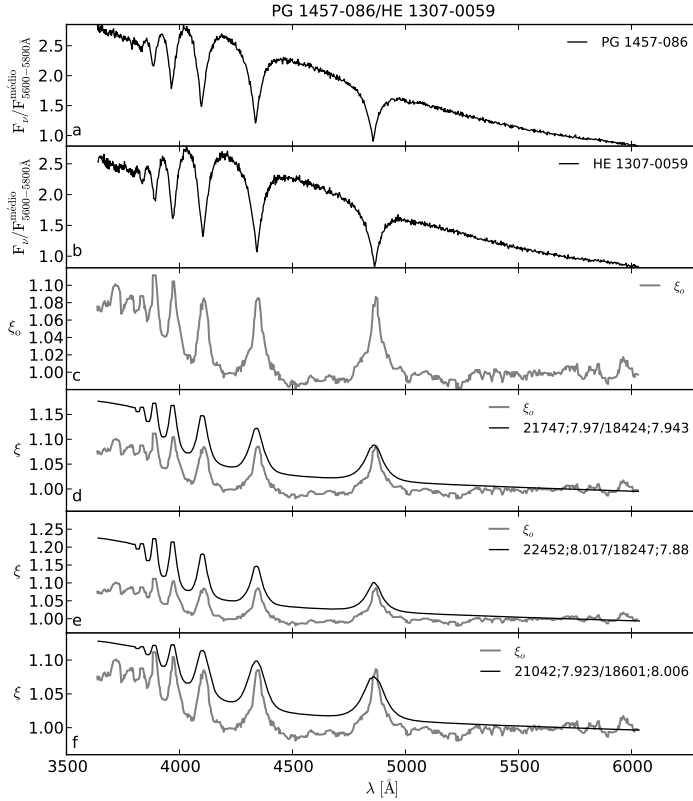


Figura 61: Espectros de PG 1457-086 e HE 1307-0059, e as razões  $\xi_o$  e  $\xi$ . (a) Espectro de PG 1457-086. (b) Espectro de HE 1307-0059. (c) Razão observada (linha cinza nos painéis subsequentes). Linha preta: (d) Razão modelo para valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados. (e) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para o modelo da alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para o modelo da padrão. (f) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para o modelo da alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para o modelo da padrão.

branca LTT 4816. Em princípio, podemos dizer que a PG 1457-086 possui um déficit de fluxo de 5% em torno de 4000 Å, sugerindo a presença de um disco de poeira encobrindo parte da luz da estrela.

Para que possamos confirmar isso, fizemos a divisão de espectros modelo para PG 1457-086 e HE 1307-0059 variando os limites das medidas de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$ . Os resultados são mostrados pela Figura 62, onde vemos  $\xi_o$  e  $\xi$  de cada caso. A legenda de cada painel indica os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  que foram utilizados na confecção dos espectros modelo. Vemos nos painéis (a) a (f) que mesmo variando a temperatura efetiva da padrão com os erros, ainda identificamos a diferença em torno de 4000 Å. Essa diferença varia entre 2% e 10% (painéis (e) e (a) da Figura 62, respectivamente).

Fizemos os mesmos testes para a razão de PG 1457-086 e LTT 4816. A razão observada dessas duas estrelas já apareceu anteriormente na Figura 60. A Figura 63 mostra os espectros de PG 1457-086 e LTT 4816,  $\xi_o$  e as razões modelo para  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados e suas variações com as barras de erros. A Figura 64 mostra uma série de testes, onde variamos os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  dos modelos. Para esses testes, assumimos o valor do erro da temperatura de LTT 4816 em  $\Delta T_{\text{eff}} = 500$  K (aproximadamente a diferença observada entre o valor calculado e o da literatura). Feito isso, podemos observar que na comparação entre  $\xi_o$  e  $\xi$ , existe uma diferença de 5% em torno de 4000 Å para ambas as padrões utilizadas, indicando que PG 1457-086 possui ~5% menos fluxo nessa região. Porém, constatamos que assumindo o erro da temperatura da padrão em 500 K, o efeito do déficit não fica claro em algumas interações (conforme mostrado no detalhe nos painéis (b) e (e) da Figura 64). Para PG 1457-086 pode-se considerar que há um déficit de fluxo de 5%, mas com ressalvas, necessitando de um refinamento nas estimativas de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  para aumentar a confiabilidade dessa hipótese.

#### 4.2.4 WD 1041+091

Os espectros da anã branca WD 1041+091 foram coletados em maio de 2010 e a estrela possui valores de temperatura efetiva e gravidade superficial próximos dos da padrão HE 1307-0059 (ver Tabelas 2 e 5). A Figura 65 mostra os espectros de WD 1041+091 e HE 1307-0059 normalizados na região de 5600-5800 Å,  $\xi_o$ , as razões modelo para os valores  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados e para seus limites. A máxima diferença entre  $\xi_o$  e  $\xi$  de 4000 Å a 4100 Å é de ~3%. Para verificar os efeitos causados pelas diferenças de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  das estrelas, dividimos espectros modelo intercalando esses parâmetros com as barras de erro. A Figura 66 mostra o resultado dessas divisões. Vemos nos painéis (b), (c) e (e) que não há diferença entre  $\xi_o$  e  $\xi$ . Portanto, a estrela alvo WD 1041+091 não possui efeito de disco observável e, na comparação com o modelo de disco de poeira, somente podemos estudar os limites para a existência de um disco.

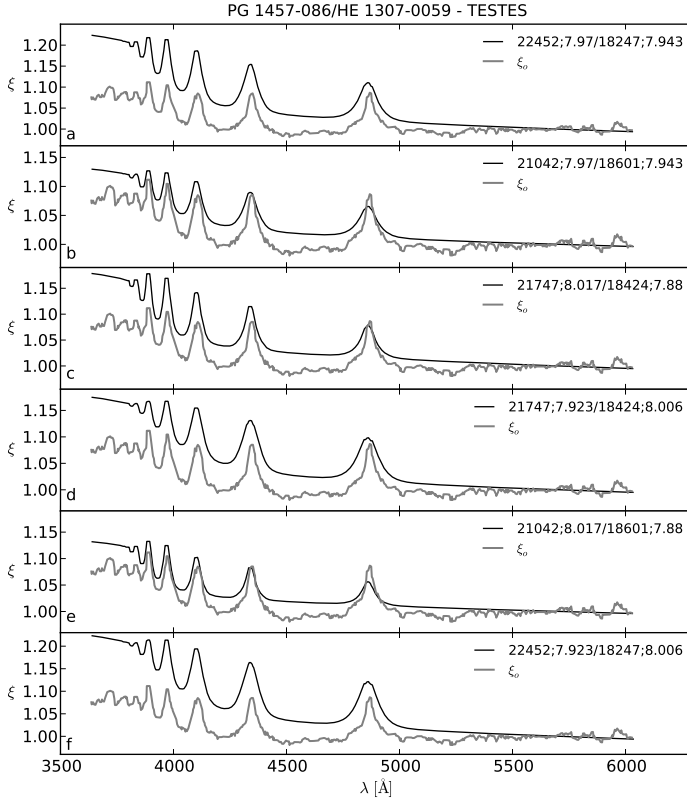


Figura 62: Testes da razão de PG 1457-086 por HE 1307-0059. Linha cinza: Razão observada. Linha preta: (a) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  para o modelo da alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  para o modelo da padrão, com  $\log g$  mantido para ambos. (b) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  para o modelo da alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  para o da padrão, com  $\log g$  mantido para ambos. (c) Razão modelo para  $T_{\text{eff}}$  inalterada nos modelos de ambas as estrelas, com  $\log g + \Delta \log g$  para o modelo da alvo e  $\log g - \Delta \log g$  para o da padrão. (d) Razão modelo para  $T_{\text{eff}}$  mantida nos modelos de ambas, com  $\log g - \Delta \log g$  no modelo da alvo e  $\log g + \Delta \log g$  para o da padrão. (e) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para o modelo da alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \log g$  para o modelo da padrão. (f) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a padrão.



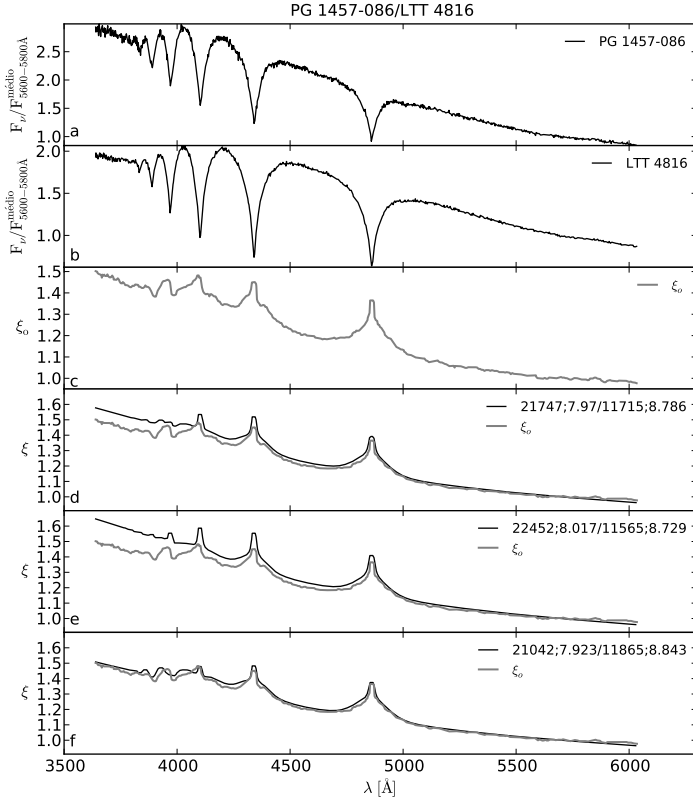


Figura 63: Espectros de PG 1457-086 e LTT 4816, e as razões  $\xi_o$  e  $\xi$ . (a) Espectro de PG 1457-086. (b) Espectro de LTT 4816. (c) Razão observada (linha cinza nos painéis subsequentes). Linha preta: (d) Razão modelo para valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados. (e) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para o modelo da alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para o modelo da padrão. (f) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para o modelo da alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para o modelo da padrão.

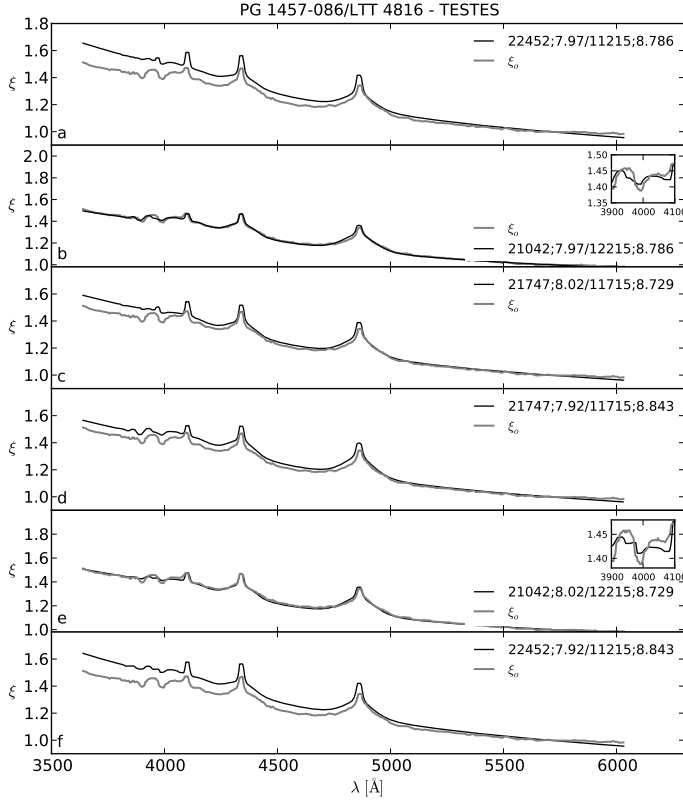


Figura 64: Testes da razão de PG 1457-086 por LTT 4816. Linha cinza: Razão observada. Linha preta: (a) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  para o modelo da alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  para o modelo da padrão, com  $\log g$  mantido para ambos. (b) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  para o modelo da alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  para o da padrão, com  $\log g$  mantido para ambos. No detalhe a região de 3900-4100 Å. (c) Razão modelo para  $T_{\text{eff}}$  mantida nos modelos de ambas as estrelas, com  $\log g + \Delta \log g$  para o modelo da alvo e  $\log g - \Delta \log g$  para a padrão. (d) Razão modelo para  $T_{\text{eff}}$  mantida nos modelos de ambas, com  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e  $\log g + \Delta \log g$  para o modelo da padrão. (e) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para o modelo da alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para o modelo da padrão. No detalhe a região de 3900-4100 Å. (f) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para o modelo da alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para o modelo da padrão.

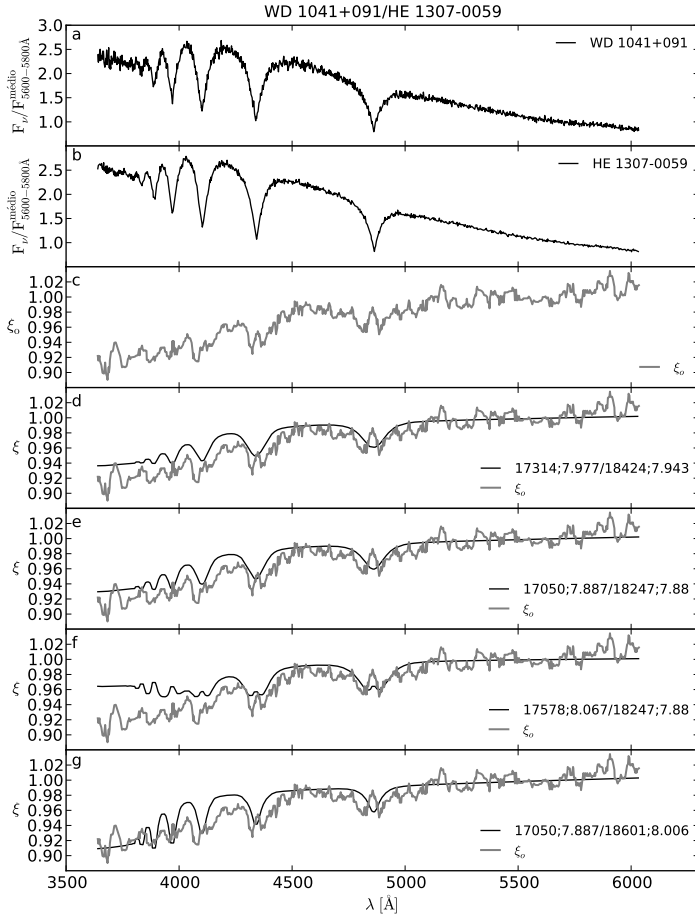


Figura 65: Espectros de WD 1041+091 e HE 1307-0059, e as razões  $\xi_0$  e  $\xi$ . (a) Espectro da alvo. (b) Espectro da padrão. Linha cinza: Razão observada. Linha preta: (d) Razão modelo dos valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados. (e) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e a padrão. (f) Razão modelo com  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a padrão. (g) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para padrão.

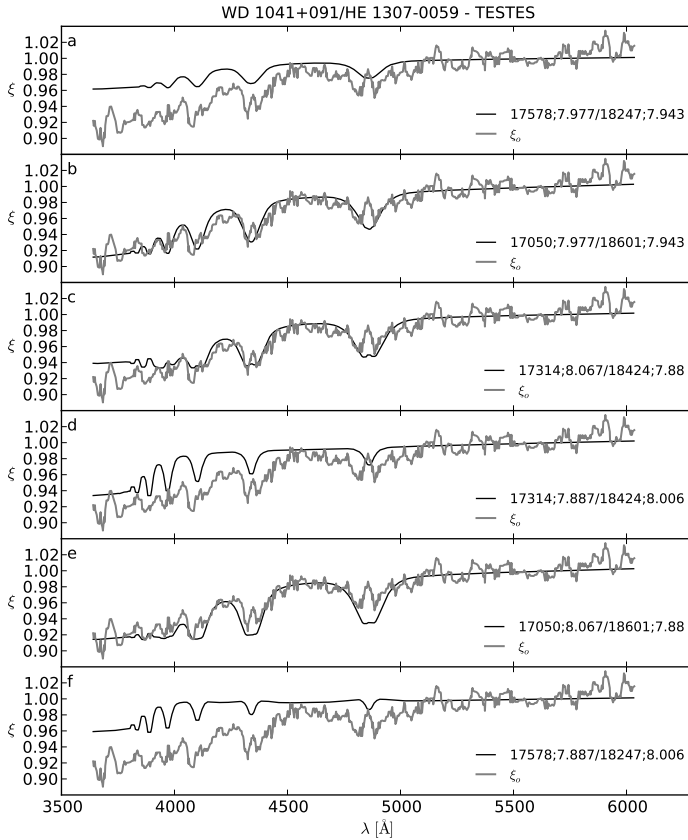


Figura 66: Testes da razão de WD 1041+091 por HE 1307-0059. Linha cinza: Razão observada. Linha preta: (a) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  para o modelo da alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  para o modelo da padrão, com  $\log g$  mantido para ambos. (b) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  para o modelo da alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  para o da padrão, com  $\log g$  mantido para ambos. (c) Razão modelo para  $T_{\text{eff}}$  inalterada nos modelos de ambas as estrelas, com  $\log g + \Delta \log g$  para o modelo da alvo e  $\log g - \Delta \log g$  para o da padrão. (d) Razão modelo para  $T_{\text{eff}}$  mantida nos modelos de ambas, com  $\log g - \Delta \log g$  no modelo da alvo e  $\log g + \Delta \log g$  para o da padrão. (e) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para o modelo da alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \log g$  para o modelo da padrão. (f) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a padrão.

#### 4.2.5 WD 1226+110

Os espectros da anã branca alvo WD 1226+110 foram analisados com a padrão HE 1307-0059 (ver Tabela 2 para mais detalhes sobre a aquisição dos espectros). A Figura 67 mostra os espectros de WD 1226+110 e de HE 1307-0059 normalizados na região de 5600-5800 Å, bem como a razão observada  $\xi_o$ , a razão resultante da divisão dos espectros modelo calculados para os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  das estrelas e para as variações através das barras de erros. Vemos que não há diferenças entre as razões observada e modelo, de modo que, não é possível identificar qualquer efeito de poeira.

WD 1226+110 ( $T_{\text{eff}} = 21\,250$  K, ver Tabela 5) possui aproximadamente a mesma temperatura de PG 1457-086 ( $T_{\text{eff}} = 21\,750$  K, ver Tabela 5). As duas estrelas, PG 1457-086 na Figura 61 e WD 1226+110 na Figura 67, são comparadas com a mesma padrão, HE 1307-0059 ( $T_{\text{eff}} = 18\,420$  K, ver Tabela 5), que possui temperatura cerca de 3000 K menor que as alvos. Em PG 1457-086 poderíamos supor que a diferença observada entre  $\xi_o$  e  $\xi$  seria devida à essa diferença de temperatura (ver Figura 61). No entanto, utilizando aproximadamente a mesma diferença, não se identifica efeito algum na comparação das razões observada e modelo de WD 1226+110. Na Seção 4.2.3 analisamos a estrela PG 1457-086 com a padrão HE 1307-0059 e encontramos que é possível haver um déficit de fluxo de  $\sim 5\%$ . Como na análise de WD 1226+110 com a mesma padrão não encontramos qualquer efeito, reforça a possibilidade de que o déficit observado na Seção 4.2.3 nos espectros de PG 1457-086 seja real, fortalecendo a hipótese da existência de um disco de poeira encobrindo parte da luz daquela anã branca.

#### 4.2.6 G 29-38

Na tentativa de detectar um disco de poeira em G 29-38, utilizamos Ross 548 como padrão, que é outra anã branca bem conhecida. Seus espectros foram coletados em dezembro de 2008 e para evitar efeitos de perda de luz, utilizaremos apenas os espectros obtidos com a fenda de 40" (ver Tabela 2). A Figura 68 mostra os espectros da alvo e da padrão, a razão observada  $\xi_o$  e as razões modelo  $\xi$  para os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados suas variações utilizando as barras erro (ver Tabela 5). Notamos que a razão observada possui uma diferença de 4% com relação à modelo em torno de 4000 Å. Essa diferença permanece nos testes mostrados nos painéis (e) e (f) da Figura 68 variando-se a temperatura e o  $\log g$ , favorecendo a ideia de que há excesso de fluxo do espectro de G 29-38 em relação ao de Ross 548.

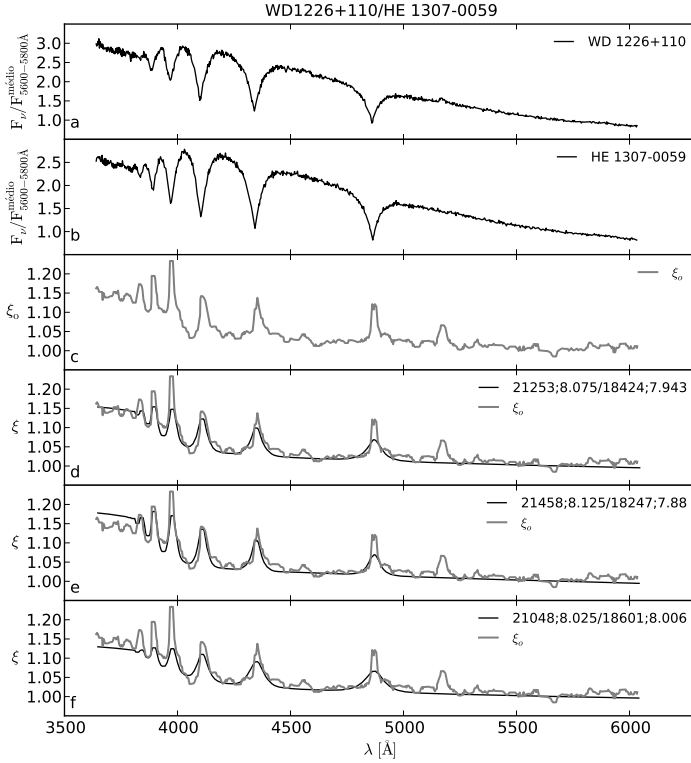


Figura 67: Espectros de WD 1226+110 e HE 1307-0059, e as razões  $\xi_0$  e  $\xi$ . (a) Espectro da alvo. (b) Espectro da padrão. Linha cinza: Razão observada. Linha preta: (d) Razão modelo dos valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados para as estrelas. (e) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a padrão. (f) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para padrão.

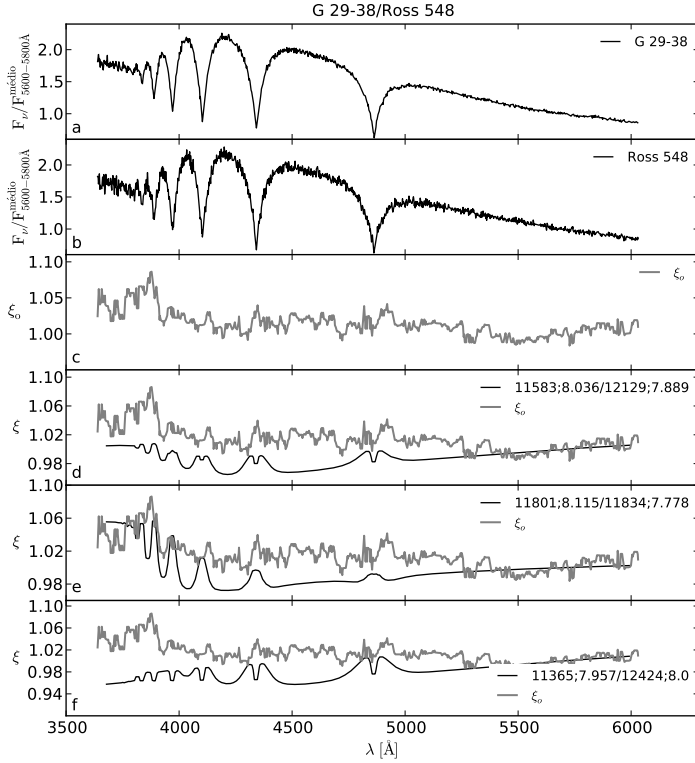


Figura 68: Espectros de G 29-38 e Ross 548, e as razões  $\xi_0$  e  $\xi$ . (a) Espectro de G 29-38. (b) Espectro de Ross 548. Linha cinza: Razão observada. Linha preta: (d) Razão modelo para os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados. (e) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a padrão. (f) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a padrão.

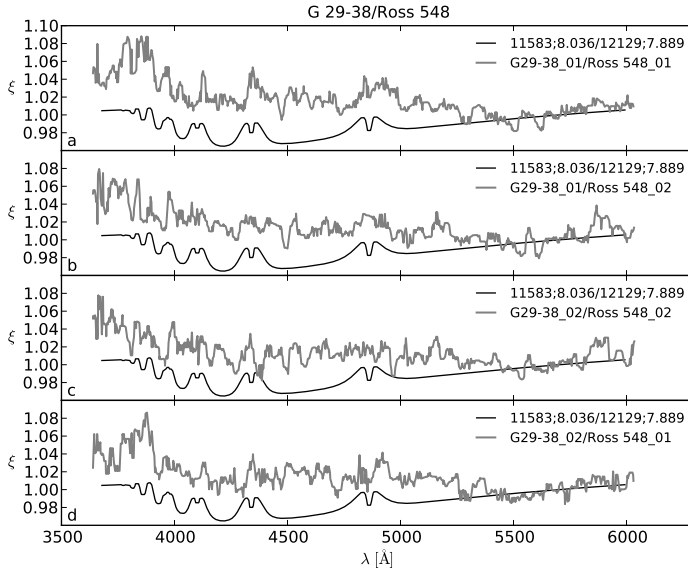


Figura 69: Razão entre os espectros individuais de G 29-38 e Ross 548 (linha cinza). Os índices 01 e 02 que acompanham o nome das estrelas na legenda indicam espectros diferentes. Linha preta: Razão modelo para os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados para as duas estrelas.

A Figura 69 mostra as razões dos espectros individuais de G 29-38 pelos individuais da padrão Ross 548. Vemos que nas quatro combinações possíveis entre os espectros, as razões possuem a mesma forma e a mesma diferença em relação à razão modelo, ou seja, o efeito observado não é um efeito exclusivo de um único espectro, indicando que pode ser um efeito de poeira. O painel (d) mostra as mesmas razões mostradas no painel (d) da Figura 68. A Figura 70 mostra a razão observada entre G 29-38 e Ross 548 comparada com as razões  $\xi$  das variações dos valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  utilizando as barras de erros (ver Tabela 5). Vemos que a menor diferença entre as razões observada e modelo ocorre no painel (a), onde a diferença é de  $\sim 2\%$  em torno de 4000 Å. A maior diferença é observada no painel (e), onde chega a 6%, tornando G 29-38 uma candidata a apresentar efeitos de espalhamento por um disco de poeira.

Para verificar essa hipótese, faremos a divisão de G 29-38 pela padrão HZ 4. O resultado é mostrado na Figura 71. Vemos que na comparação



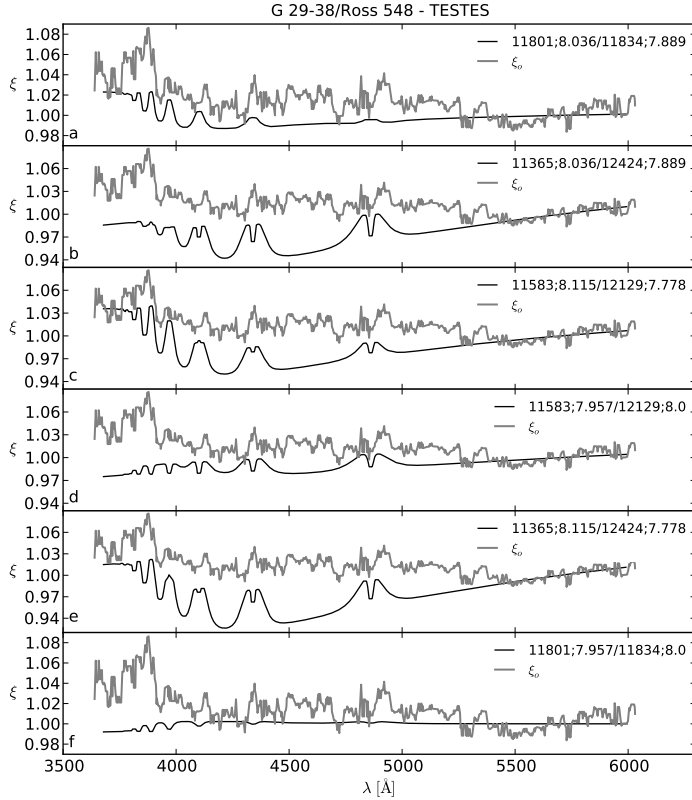


Figura 70: Testes da razão entre G 29-38 e Ross 548. Linha cinza: Razão do espectro de G 29-38 pelo de Ross 548. Linha preta: (a) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  para a padrão, com  $\log g$  mantido. (b) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  da alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  para a padrão, com  $\log g$  mantido. (c) Razão modelo para  $\log g + \Delta \log g$  para a alvo e  $\log g - \Delta \log g$  para a padrão, com temperatura mantida. (d) Razão modelo para  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e  $\log g + \Delta \log g$  para a padrão, com temperatura mantida. (e) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a padrão. (f) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a padrão.

entre  $\xi_o$  e  $\xi$ , a diferença em torno de 4000 Å é de  $\sim 3\%$ , concordando com a quantia observada na Figura 68. A Figura 72 mostra a razão observada de G 29-38 por HZ 4 acompanhada das razões modelo onde variamos os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  para seus limites através das barras de erro. Vemos que na maioria dos casos o déficit se mantém, chegando a 7% no painel (c). Contudo, no painel (f) observamos que a diferença entre  $\xi_o$  e  $\xi$  não aparece, de modo que não podemos afirmar que o excesso é real, podendo ser causado pelas diferenças de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  entre as estrelas alvo e padrão. Portanto, não podemos confirmar um excesso em G 29-38, mas consideramos um objeto em potencial a apresentar algum efeito. Na Seção 4.3.1 fazemos a divisão das duas padrões com espectros coletados na mesma noite para verificar se há algum efeito de extinção ou se o efeito aqui observado não pode ter origem nos espectros dessas estrelas.

### 4.3 ANÁLISE DOS EFEITOS DE EXTINÇÃO ATMOSFÉRICA

Na Seção 3.2.2, discutimos os efeitos introduzidos nos espectros pela variação do coeficiente de extinção atmosférica. Entre duas noites distintas o coeficiente de extinção pode variar até 15% e numa mesma noite, até 2.5% (RUFENER, 1986; BURKI et al., 1995; PATAT et al., 2010). Nessa seção faremos a análise de alguns casos para avaliar se em nossos dados podemos notar algum efeito que tenha origem atmosférica ou do instrumento de detecção. Para isso, iremos comparar as padrões para as quais foram obtidos espectros na mesma noite. Como as estrelas padrão não possuem excesso no infravermelho, a razão entre seus espectros não deve apresentar diferença de nível em relação à razão modelo. Faremos ainda a análise da variação da extinção atmosférica em noites distintas, justificando a decisão de não utilizar espectros de alvo e padrão coletados em noites diferentes.

#### 4.3.1 Divisão das padrões

O primeiro caso tratado é com as padrões Ross 548 e HZ 4, cujos espectros foram coletados em dezembro de 2008 com a fenda de 40" (ver Tabela 2), e que foram utilizados nos testes das alvos G 29-38 e GD 56 mostrados nas Seções 4.2.1 e 4.2.6. A Figura 73 mostra a razão observada, a razão  $\xi$  dos espectros modelo para os valores de temperatura e gravidade calculados e para as variações através dos erros (ver Tabela 5). Com exceção da região entre 3600 e 4000 Å, que mostra uma diferença de fluxo de HZ 4 em relação ao espectro de Ross 548 (painel f), nenhum outro apresenta excedente entre

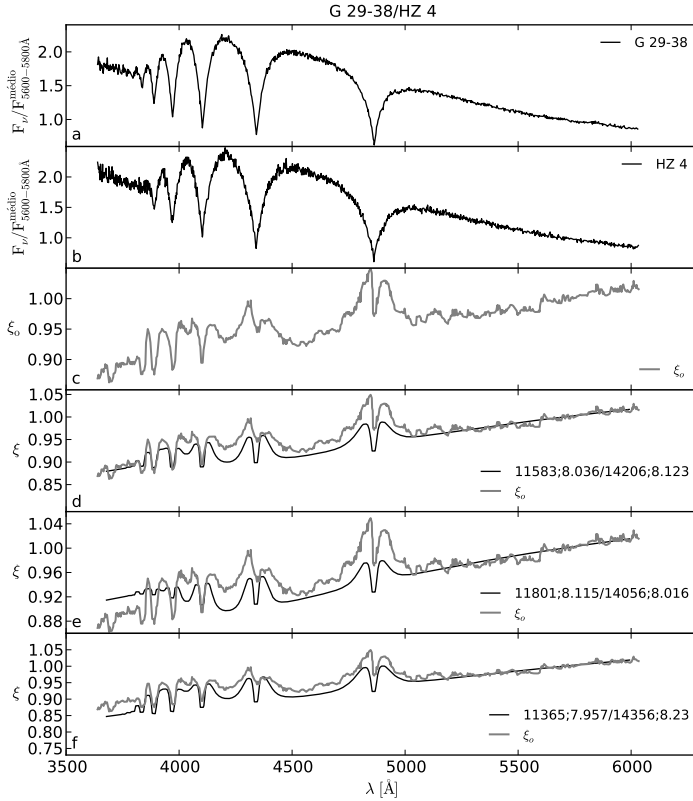


Figura 71: Espectros de G29-38 e HZ 4, e as razões  $\xi_o$  e  $\xi$ . (a) Espectro de G 29-38. (b) Espectro de HZ 4. (c) Razão observada. Linha cinza: Razão observada. Linha preta: (d) Razão modelo para os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados. (e) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a padrão. (f) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a padrão.

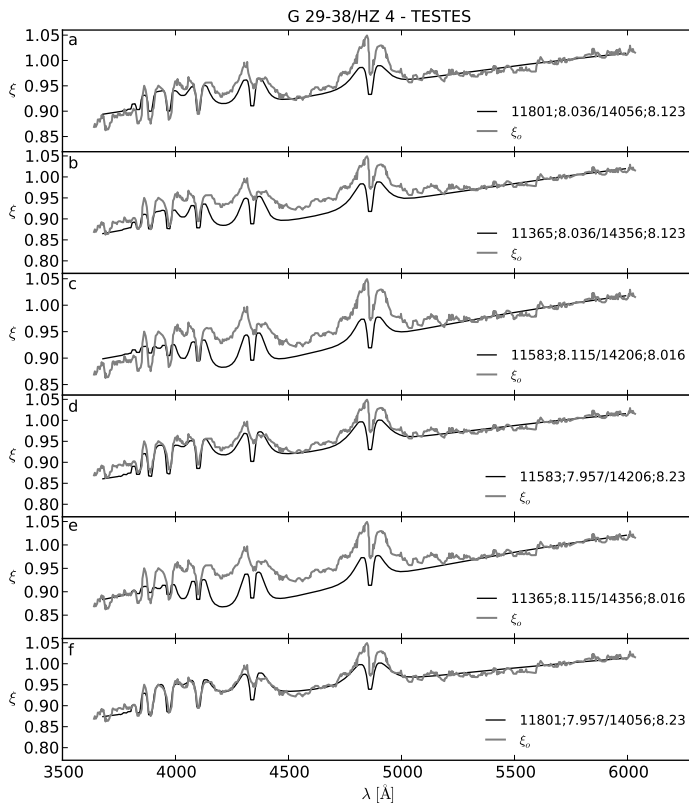


Figura 72: Testes da razão entre G 29-38 e HZ 4. Linha cinza: Razão observada. Linha preta: (a) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  para a padrão, com  $\log g$  mantido. (b) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  para a padrão, com  $\log g$  mantido. (c) Razão modelo para  $\log g + \Delta \log g$  para a alvo e  $\log g - \Delta \log g$  para a padrão, com temperatura mantida. (d) Razão modelo para  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e  $\log g + \Delta \log g$  para a padrão, com temperatura mantida. (e) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a padrão. (f) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a padrão.

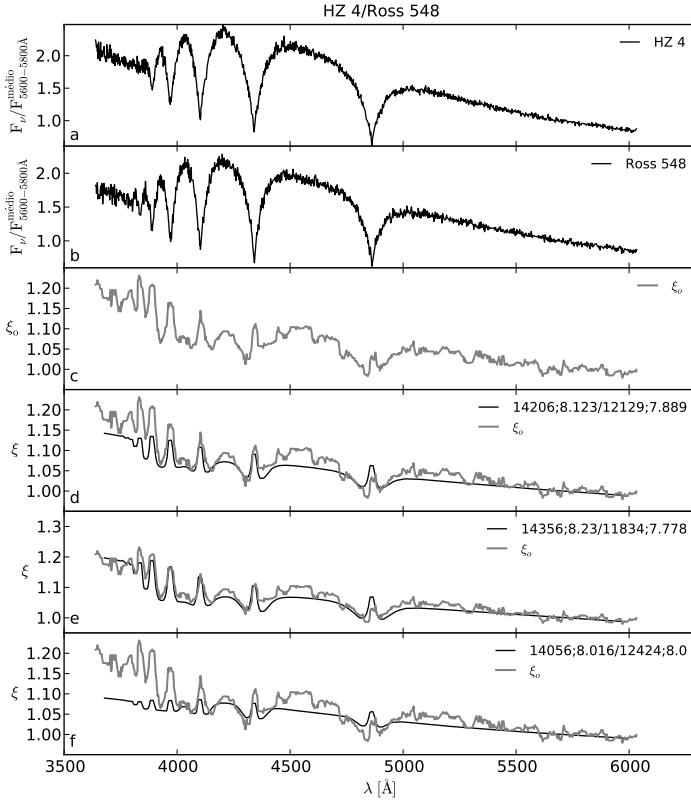


Figura 73: Espectros de HZ 4 e Ross 548, e as razões  $\xi_o$  e  $\xi$ . (a) Espectro de HZ 4. (b) Espectro de Ross 548. (c) Razão observada. Linha cinza: Razão observada. Linha preta: (d) Razão modelo para os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados. (e) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a padrão. (f) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a padrão.

as razões. O fato de não ser observada nenhuma diferença entre as razões  $\xi_o$  e  $\xi$  na Figura 73 fortalece o efeito observado nas Figuras 69 e 71, indicando que o excesso de G 29-38 observado em 4000 Å em relação ao nível de fluxo em 5500 Å, pode ser real.

A Figura 74 mostra o resultado da divisão entre os espectros das padrões WD 1026+

023 e LTT 3218, bem como as razões modelo obtidas a partir dos valores de temperatura e gravidade calculados. Essas padrões foram utilizadas nas análises da Seção 4.2.2 para a alvo GD 133. Vemos no painel (d) da Figura 74 que não há efeito observável na comparação entre  $\xi_o$  e  $\xi$ . A Figura 75 mostra as razões  $\xi_o$  e  $\xi$  para a segunda solução de valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  para a anã branca WD 1026+023 (ver Tabelas 5 e 6 para mais detalhes). Para esses valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$ , vemos uma diferença de  $\sim 10\%$  entre  $\xi_o$  e  $\xi$ . Desse modo, não podemos afirmar que a segunda solução para  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  encontrada nos ajustes das linhas da série de Balmer esteja correta. Se a segunda solução for descartada, então GD 133 ainda permanece com uma candidata a possuir excesso. Para isso, precisamos refinar os ajustes do modelo de atmosferas de anãs brancas e utilizar as regiões do contínuo dos espectros para identificar qual a solução mais confiável.

A Figura 76 ilustra o resultado dos testes do espectro de HE 1307-0059 com o de LTT 3218 (ver Tabela 2 para mais detalhes). Vemos que não há diferença entre  $\xi_o$  e  $\xi$  (painel e da Figura 76), indicando que o efeito observado para PG 1457-086 na Seção 4.2.3, não tem origem no espectro da padrão.

### 4.3.2 Análise da extinção atmosférica entre noites distintas

Para testar o efeito da variação da extinção atmosférica entre noites distintas, dividimos o espectro da alvo PG 1457-086 obtidos em maio de 2010 pelo da mesma estrela obtido em abril do mesmo ano (ver Tabela 2). A Figura 77 ilustra o resultado dessa divisão. Por serem espectros da mesma estrela e obtidos com a mesma configuração instrumental, o resultado esperado é que a razão permaneça em torno da unidade. Qualquer desvio deve ser causado por algum fator atmosférico ou instrumental. Logo notamos que o espectro obtido em maio possui 6% menos fluxo em 5500 Å que o espectro da primeira noite, indicando que a qualidade do céu é menor na segunda noite. A Figura 77 também mostra a razão da função de correção atmosférica assumindo uma variação do coeficiente de extinção de 12%. Isso fornece um bom indicativo de que todo o desvio observado no nível de fluxo das duas estrelas é resultado da variação da extinção atmosférica.

A Figura 78 mostra os espectros de WD 1026+023 e HS 1153+1416, a razão observada e as razões modelo para valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados. Notamos uma diferença de  $\sim 3\%$  entre razão-modelo e razão-observada na região de 4000-5500 Å. Como estamos tomando espectros coletados em

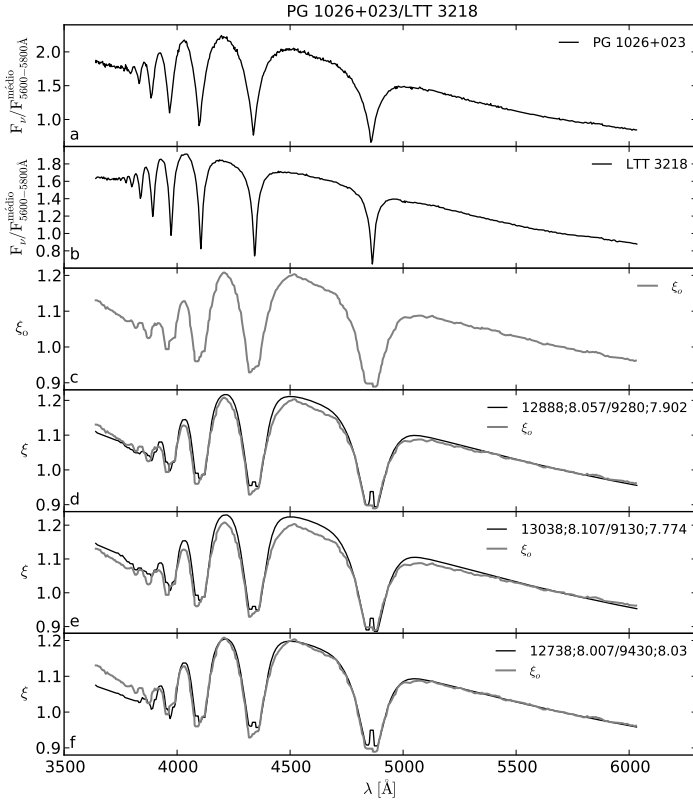


Figura 74: Espectros de WD 1026+023 e LTT 3218, e as razões  $\xi_0$  e  $\xi$ . Linha cinza: Razão observada. Linha preta: (d) Razão modelo para os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados. (e) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a padrão. (f) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a padrão.

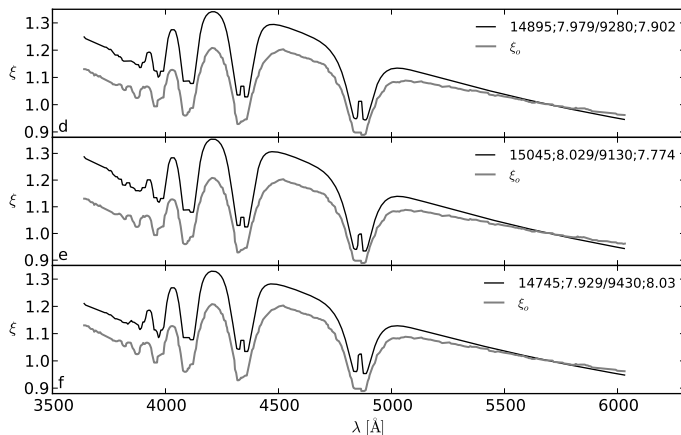


Figura 75: Razões  $\xi_o$  e  $\xi$  de WD 1026+023 e LTT 3218 para a segunda solução de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  de WD 1026+023. Linha cinza: Razão observada. Linha preta: (a) Razão modelo para os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados. (b) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a padrão. (c) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a padrão.

noites diferentes, há o indicativo de uma variação do coeficiente de extinção atmosférica, sendo que a extinção é menor na segunda noite.

A Figura 79 mostra as razões modelo para a segunda solução encontrada para a estrela WD 1026+023. Vemos uma diferença de  $\sim 5\%$  entre  $\xi_o$  e  $\xi$  na faixa de 4000-5500 Å. Se a segunda solução de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  encontrada para WD 102+023 corresponde aos valores reais da estrela, então o efeito de extinção atmosférica entre essas noites é maior na noite em que foram coletados os espectros de WD 1026+023 (ver Tabela 2 para mais detalhes).

Como vemos, a utilização de espectros de alvo e padrão obtidos em noites distintas é inviável. Na Seção 3.2.2 discutimos as melhores formas para a obtenção de dados que forneçam maior confiabilidade dos resultados encontrados e que possibilitem quantificar os efeitos de atmosfera numa mesma noite, de forma que possamos obter uma incerteza  $\leq 1\%$  em fluxo.



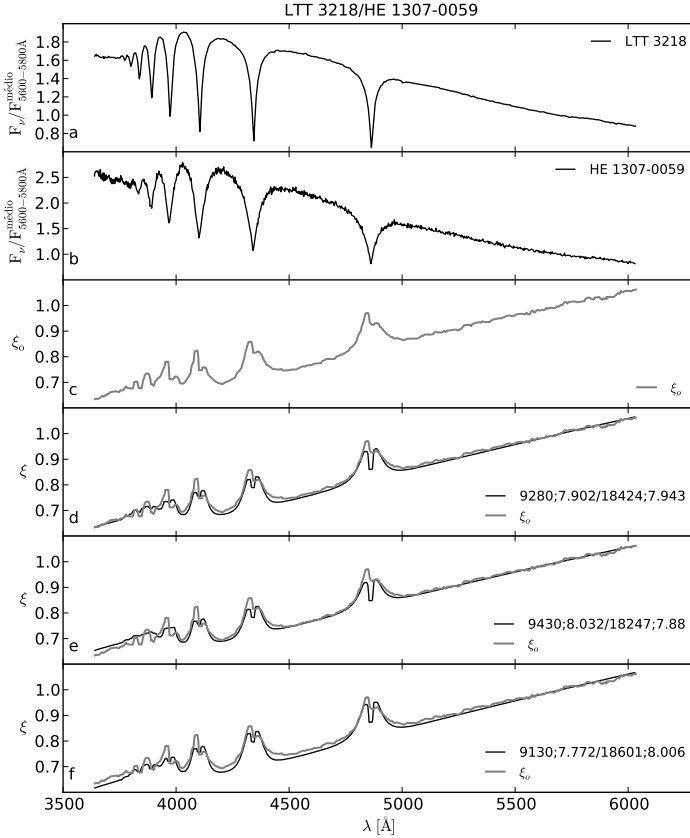


Figura 76: Espectros de LTT 3218 e HE 1307-0059, e as razões  $\xi_0$  e  $\xi$ . (a) Espectro de LTT 3218. (b) Espectro de HE 1307-0059. (c) Razão observada. Linha cinza: Razão observada. Linha preta: (d) Razão modelo para os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados. (e) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a padrão. (f) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a padrão.

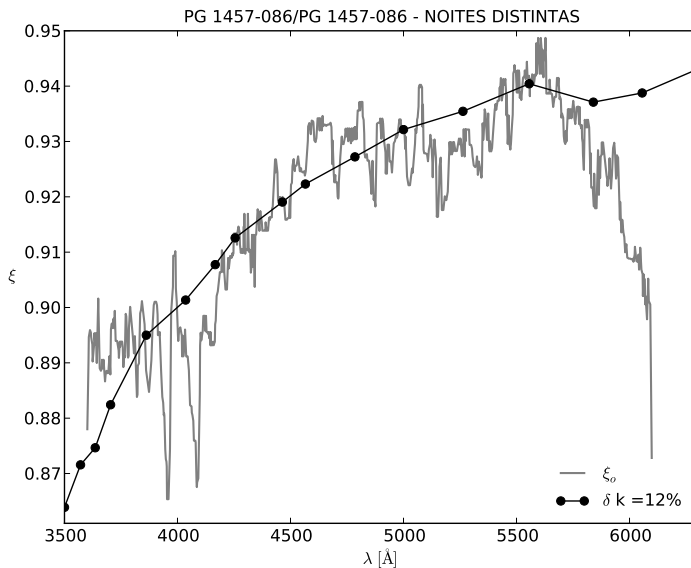


Figura 77: Razão dos espectros de PG 1457-086 obtidos em noites distintas (ver Tabela 2, linha cinza). Razão da função de correção atmosférica para uma variação do coeficiente de extinção atmosférica de 12% (círculos cheios interligados).

#### 4.4 COMPARAÇÃO COM O MODELO DE DISCO

Com as diferenças entre as razões observada e modelo verificadas na Seção 4.2, podemos agora compará-las com as previsões do modelo de disco de poeira descrito na Seção 2.4. Nesse sentido, apresentamos a seguir o resumo dos efeitos observados e as figuras com os modelos de disco para grãos de olivina e piroxena em diferentes configurações para a comparação relativa. Discutiremos alguns limites possíveis para as diferenças encontradas entre  $\xi_0$  e  $\xi$  e fazemos uma análise das condições que podem aumentar nossas chances de observar algum efeito nessas estrelas.

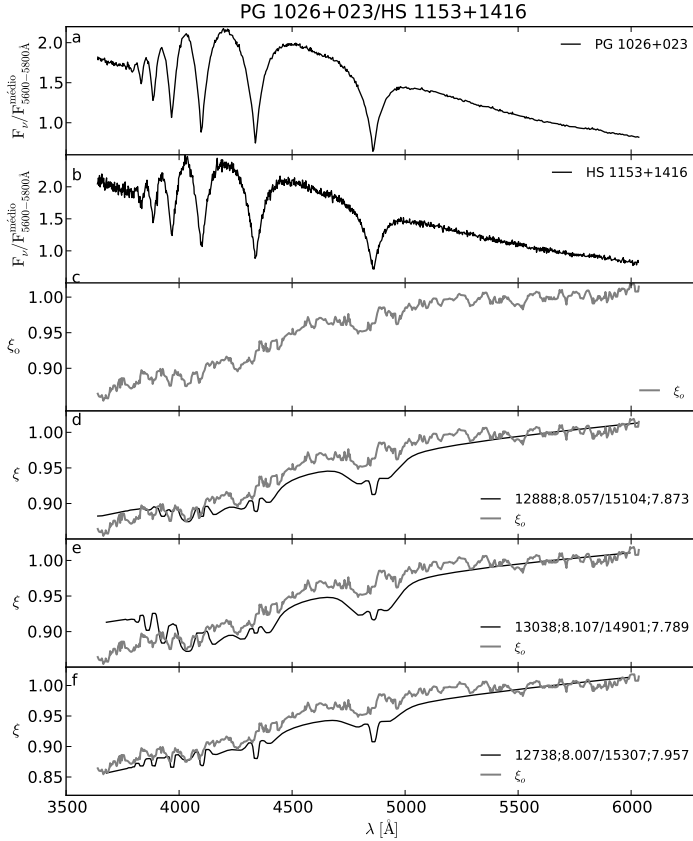


Figura 78: Espectros de WD 1026+023 e HS 1153+1416, e as razões  $\xi_0$  e  $\xi$ . (a) Espectro de WD 1026+023. (b) Espectro de HS 1153+1416. (c) Razão observada (linha cinza nos painéis subsequentes). Linha preta: (d) Razão modelo para os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados. (e) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a padrão. (f) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a padrão.

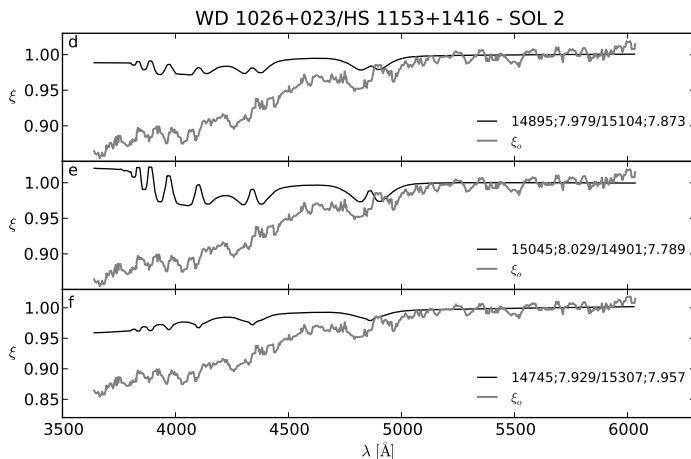


Figura 79: Razões  $\xi_o$  e  $\xi$  WD 1026+023 e HS 1153+1416 para a segunda solução de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  de WD 1026+023. Linha cinza: razão observada. Linha preta: (a) Razão modelo para os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados. (b) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a padrão. (c) Razão modelo para  $T_{\text{eff}} - \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g - \Delta \log g$  para a alvo e  $T_{\text{eff}} + \Delta T_{\text{eff}}$  e  $\log g + \Delta \log g$  para a padrão.

#### 4.4.1 Resumo dos efeitos observados

Nas Seções 4.2.1 a 4.2.6 tentamos identificar os possíveis efeitos causados por um disco de poeira em torno das estrelas. Encontramos três casos distintos a serem considerados. O primeiro é quando não se observa excesso ou déficit. O segundo é onde observamos algum efeito mas é duvidoso, e o terceiro é o caso onde temos maior confiabilidade de que o efeito observado seja real. A Tabela 7 lista as estrelas discutidas na Seção 4.2 com os valores dos efeitos encontrados. Listamos os efeitos máximo e mínimo observado para cada estrela, bem como o efeito mais provável. GD 133 aparece duas vezes na tabela correspondendo ao que foi encontrado para as duas soluções de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  com os índices 1 e 2 que seguem a nomenclatura adotada nas Tabelas 5 e 6. A Figura 80 mostra  $\xi_o$  e  $\xi$  de cada estrela alvo analisada e que mostram os efeitos quantificados na coluna “E” da Tabela 7.

As Figuras 81 a 87 mostram a diferença percentual  $D$  (%) (definida pela equação 4.1) entre as razões  $\xi_o$  e  $\xi$  mostradas na Figura 80. Com exceção de WD 1041+091, as outras estrelas mostram o percentual considerado

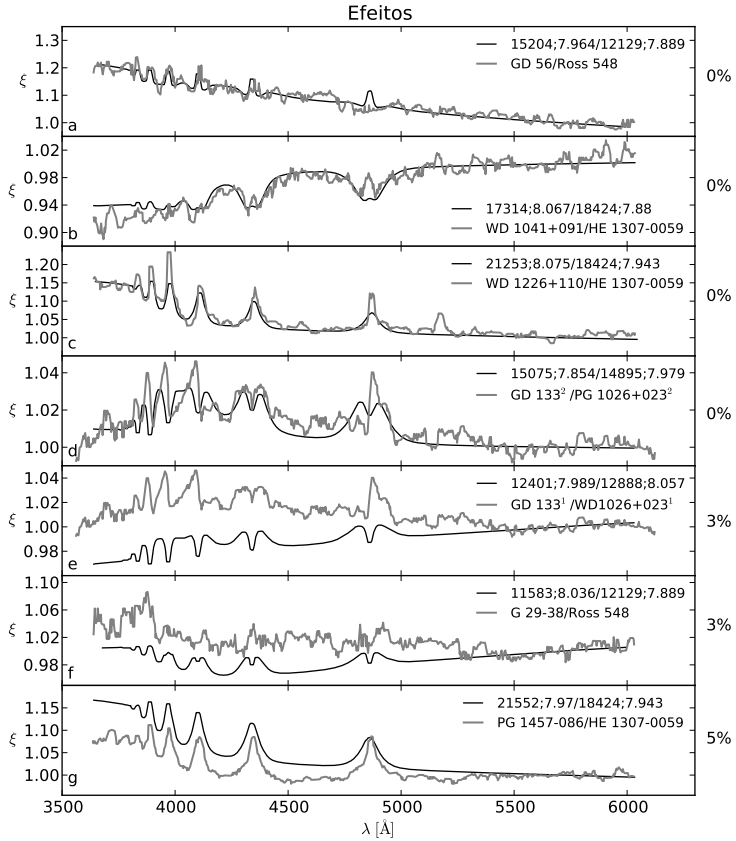


Figura 80: Efeitos observados para cada estrela alva. (a) Razões mostradas no painel (d) da Figura 51. (b) Razões mostradas no painel (b) da Figura 66. (c) Razões mostradas no painel (d) da Figura 67. (d) Razões mostradas no painel (a) da Figura 56. (e) Razões mostradas no painel (d) da Figura 52. (f) Razões mostradas no painel (d) da Figura 68. (g) Razões mostradas no painel (d) da Figura 61. Linha cinza: Razão observada. Linha preta: Razão modelo.

Tabela 7: Resumo dos efeitos observados. A coluna Alvo indica o nome da alvo utilizada. A coluna E lista o efeito encontrado na comparação entre a razão observada e a modelo para os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  calculados. A coluna  $E_{\text{min}}$  lista o efeito mínimo e a coluna  $E_{\text{max}}$  lista o efeito máximo encontrado. Em itálico são as alvo em que o efeito é muito duvidoso. Em negrito a estrela em que o efeito é provável.

Alvo	E (%)	$E_{\text{min}}$ (%)	$E_{\text{max}}$ (%)
GD 56	0	0	0
WD 1041+091	0	0	-2
WD 1226+110	0	0	0
GD 133 <sup>2</sup>	0	0	0
<i>GD 133</i> <sup>1</sup>	3	1	5
<i>G 29-38</i>	3	0	7
<b>PG 1457-086</b>	<b>-5</b>	<b>0</b>	<b>-10</b>

anteriormente. A Figura 82 mostra a diferença percentual de WD 1041+091 e podemos notar um déficit de  $\sim 1\%$  onde na comparação visual não vimos qualquer efeito. Porém, um efeito de  $1\%$  é muito pequeno e como no painel (e) da Figura 66 vemos que o efeito é inverso (tem  $\sim 1\%$  de excesso), mantemos WD 1041+091 na classificação em que nada é observado. Essas diferenças percentuais serão comparadas com o percentual ilustrado nas Figuras 92 a 95.

$$D(\%) = \left( \frac{(\xi_0 - \xi)}{\xi} \right) \times 100 \quad (4.1)$$

Vemos que os objetos que analisamos não mostram efeitos ou os efeitos são no mínimo duvidosos. Mas, como veremos na próxima seção, mesmo que não se tenha observado efeito algum, as comparações com o modelo de disco podem ser efetuadas. Como a análise a que nos propomos é ainda bastante preliminar, esses resultados serão utilizados somente para determinar alguns limites para a geometria do disco dentro de condições bastante restritas.

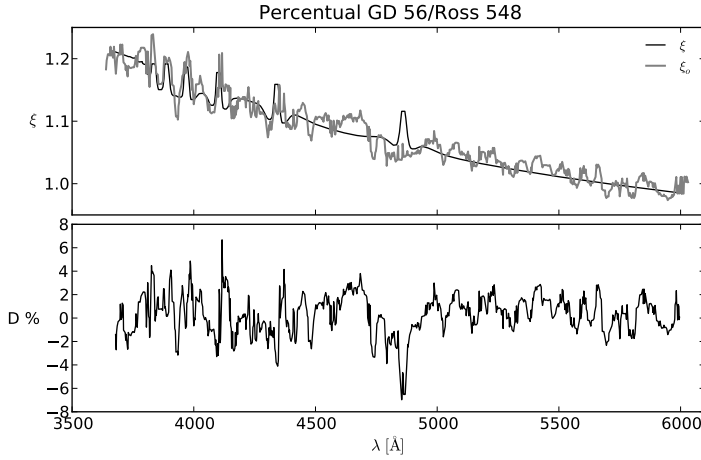


Figura 81: Diferença percentual entre  $\xi_0$  e  $\xi$  de GD 56. Painel superior: razões mostradas no painel (a) da Figura 80. Painel inferior: diferença percentual entre  $\xi_0$  e  $\xi$ .

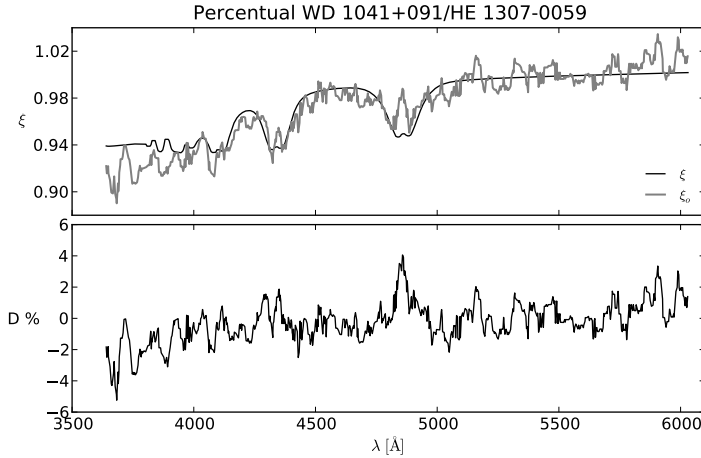


Figura 82: Diferença percentual entre  $\xi_0$  e  $\xi$  de WD 1041+091. Painel superior: razões mostradas no painel (b) da Figura 80. Painel inferior: diferença percentual entre  $\xi_0$  e  $\xi$ .

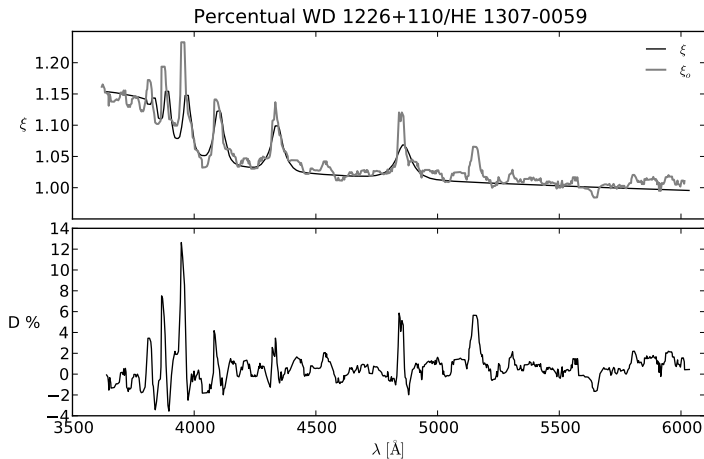


Figura 83: Diferença percentual entre  $\xi_o$  e  $\xi$  de WD 1226+110. Painel superior: razões mostradas no painel (c) da Figura 80. Painel inferior: diferença percentual entre  $\xi_o$  e  $\xi$ .

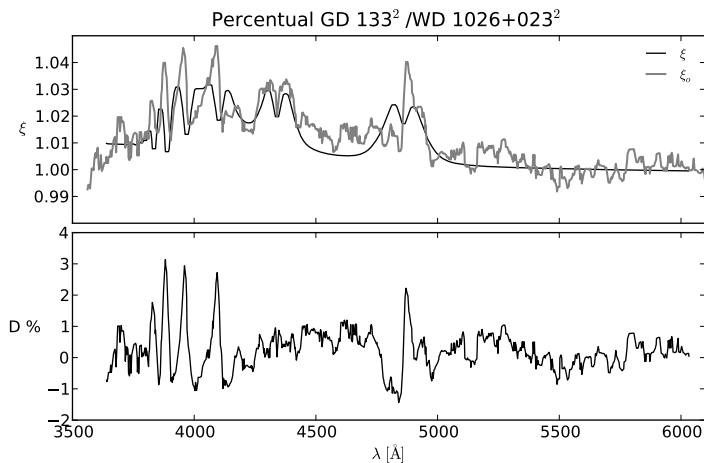


Figura 84: Diferença percentual entre  $\xi_o$  e  $\xi$  da segunda solução de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  de GD 133. Painel superior: razões mostradas no painel (d) da Figura 80. Painel inferior: diferença percentual entre  $\xi_o$  e  $\xi$ .



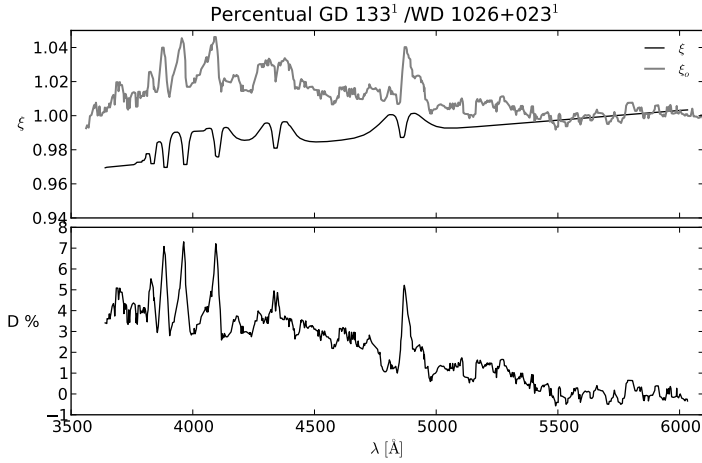


Figura 85: Diferença percentual entre  $\xi_0$  e  $\xi$  da primeira solução de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  de GD 133. Painel superior: razões mostradas no painel (e) da Figura 80. Painel inferior: diferença percentual entre  $\xi_0$  e  $\xi$ .

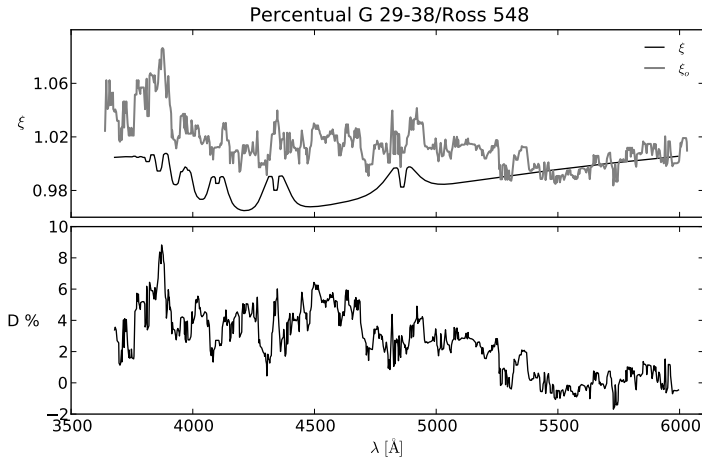


Figura 86: Diferença percentual entre  $\xi_0$  e  $\xi$  de G 29-38. Painel superior: razões mostradas no painel (f) da Figura 80. Painel inferior: diferença percentual entre  $\xi_0$  e  $\xi$ .

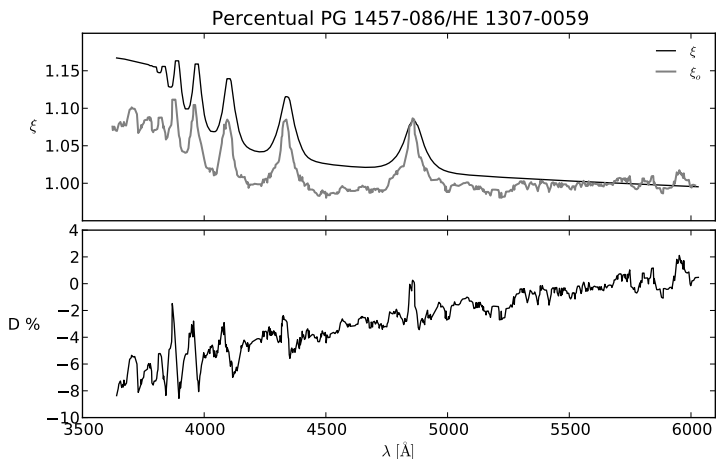


Figura 87: Diferença percentual entre  $\xi_o$  e  $\xi$  de PG 1457-086. Painel superior: razões mostradas no painel (g) da Figura 80. Painel inferior: diferença percentual entre  $\xi_o$  e  $\xi$ .

#### 4.4.2 Modelos para diferentes propriedades do disco de poeira

Feitas as considerações, utilizamos do modelo de Zobot, Kanaan e Cid Fernandes (2009) para gerar figuras para algumas das propriedades ópticas e geométricas da poeira do disco.

Nas Figuras mostradas a seguir, usamos um raio interno  $r_i = 10 R_{wd}$  e um raio externo  $r_e = 100 R_{wd}$  ( $R_{wd} \equiv$  raio da anã branca) para as dimensões do disco. Observamos que esses raios estão dentro do raio de Roche, que para anãs brancas é de  $R_{wd}^{Roche} \sim 500 R_{wd}$  (ver Anexo A para maiores detalhes). Os grãos de poeira possuem raio de  $r_g = 0.1 \mu\text{m}$ . A Figura 88 mostra a razão esperada para um disco de grãos de poeira de olivina com profundidade óptica  $\tau_0 = 0.01$ . A Figura 89 mostra o modelo para grãos de olivina com profundidade óptica  $\tau_0 = 0.1$ . A Figura 90 mostra as razões esperadas para um disco formado por piroxena com profundidade óptica  $\tau_0 = 0.01$ . Por fim, A Figura 91 mostra as razões esperadas para um disco formado por piroxena com profundidade óptica  $\tau_0 = 0.1$ .

Nas Figuras 88 a 91, a região de maior interesse é entre 3500 e 6500 Å, que é a faixa na qual os dados foram observados. Cada curva representa uma inclinação do disco com relação à linha de visada. A quantidade da luz da estrela obscurecida pelo disco é o fator de obscurecimento (p). Para comparar

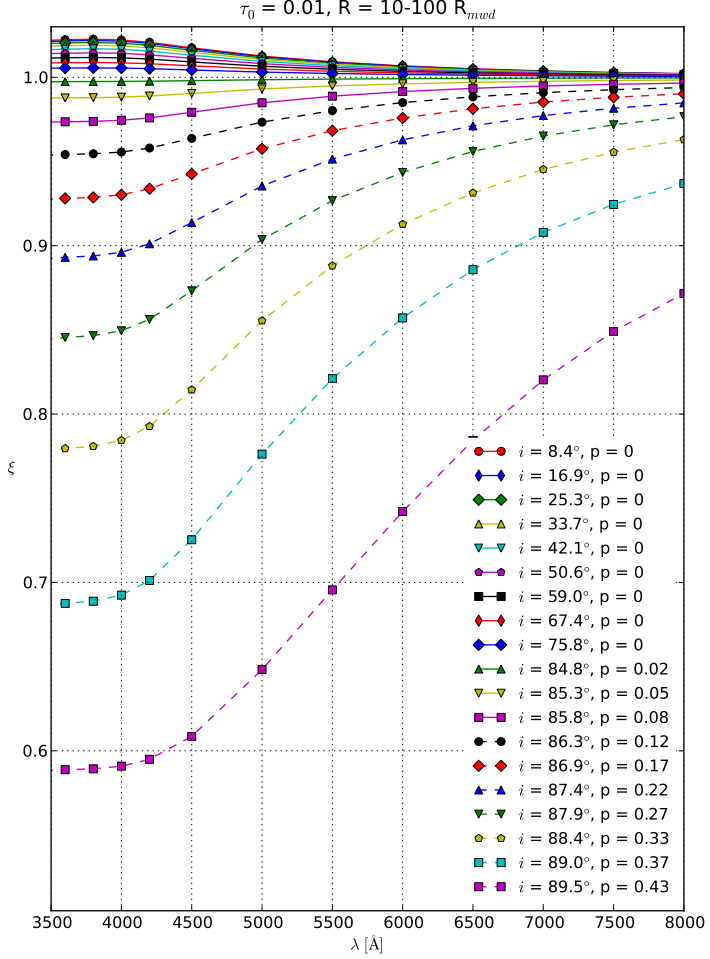


Figura 88: Modelos para olivina para um disco com profundidade óptica  $\tau_0 = 0.01$  e  $r_i:r_e = 10;100 R_{wd}$ . Na legenda:  $i$  é a inclinação relativa à linha de visada e  $p$  é a quantidade obscurecida pelo disco.

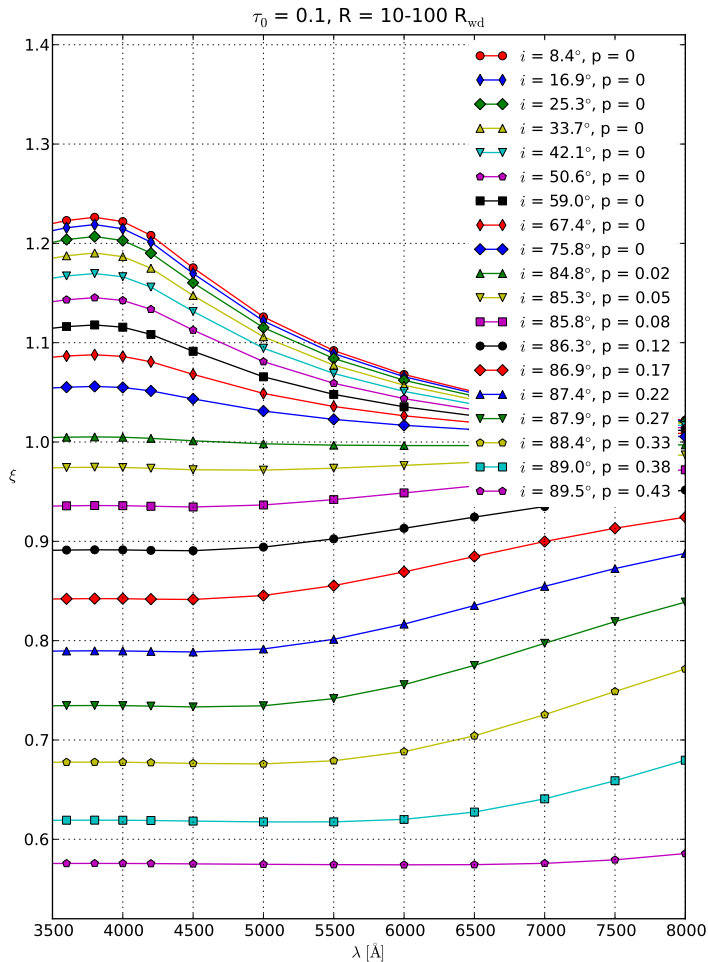


Figura 89: Modelos para olivina para um disco com profundidade óptica  $\tau_0 = 0.1$  e  $r_i; r_e = 10; 100 R_{wd}$ . Na legenda:  $i$  é a inclinação relativa à linha de visada e  $p$  é a quantidade obscurecida pelo disco.

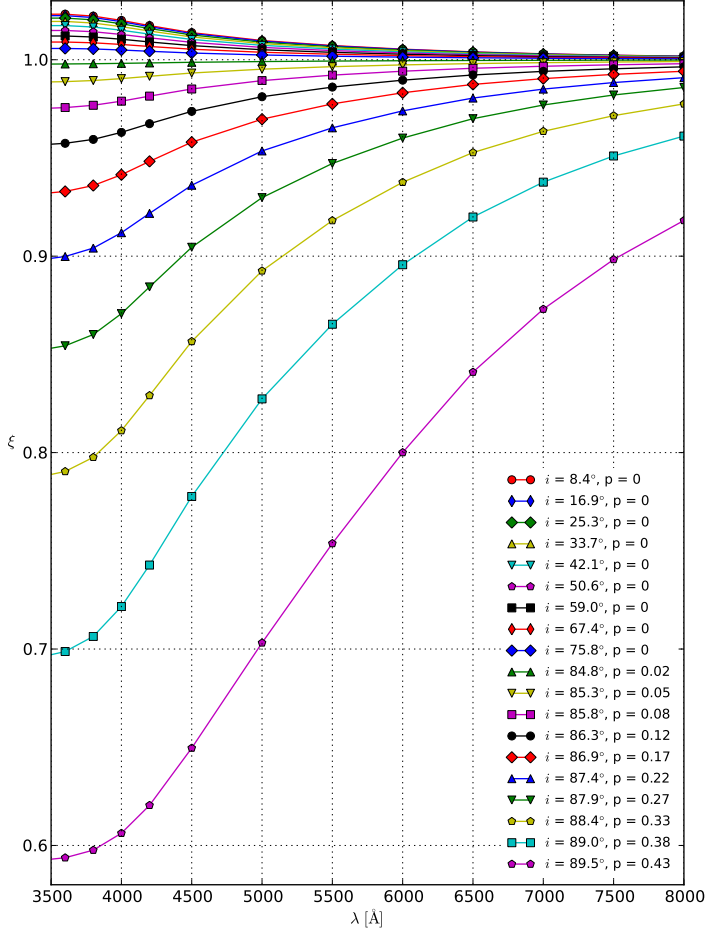


Figura 90: Modelos para um disco formado por grãos de piroxena com profundidade óptica  $\tau_0 = 0.01$  e  $r_i; r_e = 10; 100 R_{wd}$ . Na legenda:  $i$  é a inclinação relativa à linha de visada e  $p$  é a quantidade obscurecida pelo disco.

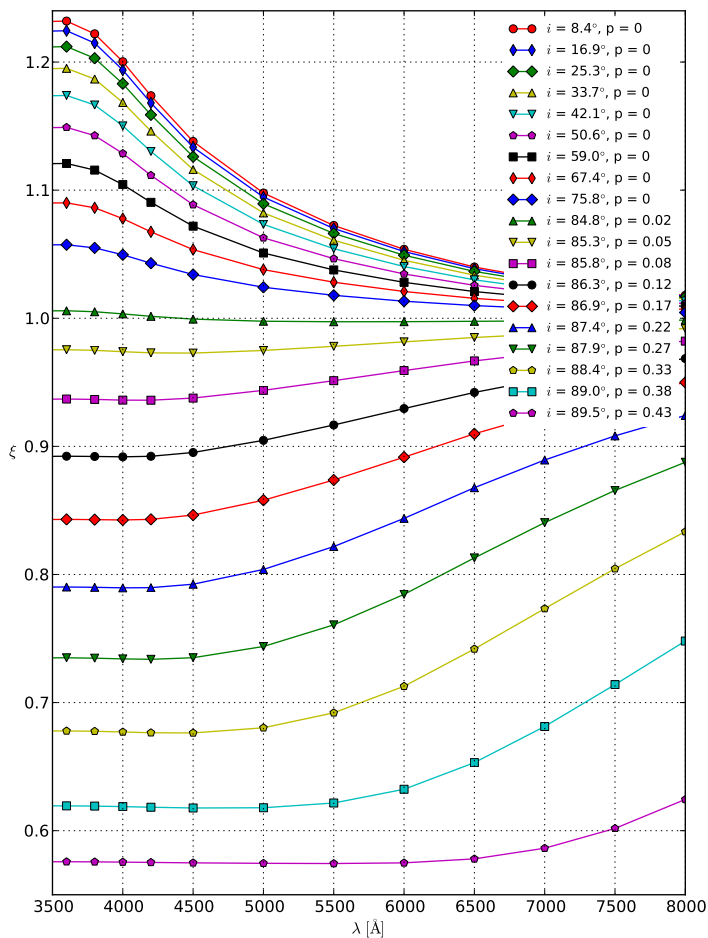


Figura 91: Modelos para um disco formado por grãos de piroxena com profundidade óptica  $\tau_0 = 0.1$  e  $r_i:r_e = 10;100 R_{wd}$ . Na legenda:  $i$  é a inclinação relativa à linha de visada e  $p$  é a quantidade obscurecida pelo disco.

Tabela 8: Diferenças limites para efeitos de obscurecimento e espalhamento da luz da estrela por um disco na faixa de 4000-5000 Å. A coluna 1 lista o tipo da poeira utilizada na comparação. A coluna 3 é o excesso máximo possível de se observar nessa faixa espectral e a coluna 4 mostra o maior déficit possível na faixa de 4000-5500 Å.

Tipo	$\tau_0$	Excesso (%)	Déficit (%)
Olivina	0.01	1.3	5.0
Olivina	0.1	12.0	1.5
Piroxena	0.01	1.3	19.8
Piroxena	0.1	12.0	4.0

com nossos dados, não podemos usar diretamente a razão dos espectros divididos, pois estas contém os efeitos das diferenças de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$ . Já o modelo consiste da razão entre dois espectros com os mesmos valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$ , portanto, utilizamos a diferença percentual existente entre  $\xi_o$  e  $\xi$  para fazer a comparação entre os resultados e o modelo. Por isso, é importante ressaltar que o símbolo  $\xi$  mostrado no eixo y das Figuras 81 a 87 é diferente do mesmo símbolo mostrado no eixo y das Figuras 92 a 95. Nos modelos, comparamos a diferença percentual entre o nível do espectro-razão mostrada no painel inferior de cada uma das Figuras 81 a 87 no intervalo espectral de 4000-5500 Å. A Tabela 8 mostra as diferenças máximas possíveis de se observar entre o nível do  $\xi$  em 4000 e 5500 Å. As Figuras 92 a 95 mostram a diferença percentual dos modelos relativa ao nível normalizado em 5500 Å. Essa diferença é comparada com as diferenças obtidas entre as  $\xi_o$  e  $\xi$  mostradas na Figura 80.

#### 4.4.3 Parâmetros do disco

Com as diferenças definidas para cada anã branca alvo e os modelos em mãos, podemos fazer a comparação entre os dados e o modelo de discos de poeira. Porém, nessa fase preliminar, apenas definiremos alguns limites para as propriedades do disco, necessitando de dados mais precisos para comparar com os modelos e elaborar uma ferramenta de ajustes para que a comparação não seja apenas visual. Nas próximas seções fazemos uma breve revisão do que já foi discutido na literatura para cada objeto individualmente e o que pode ser definido com as nossas comparações.

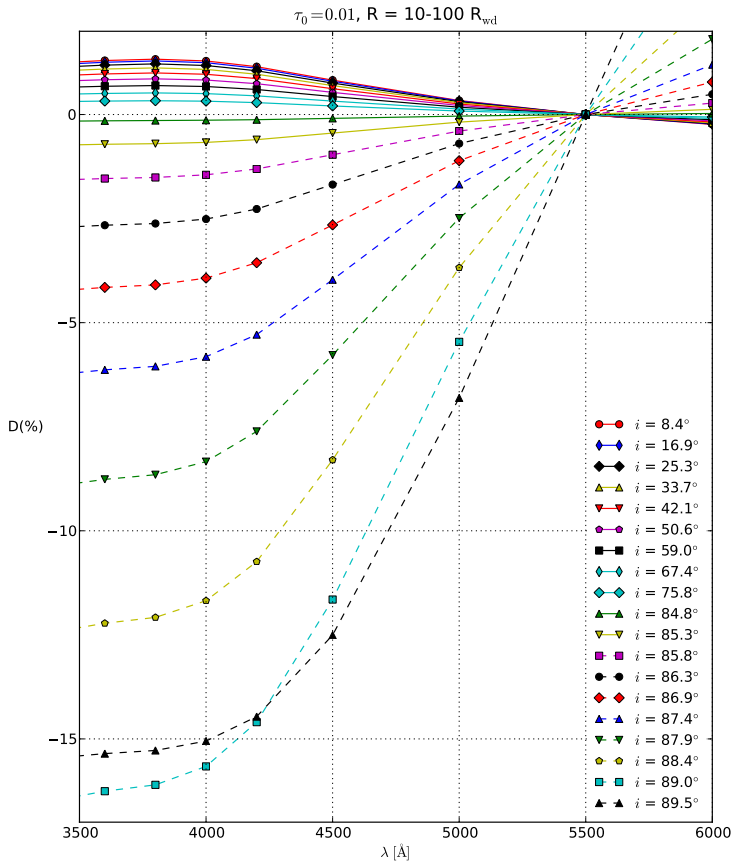


Figura 92: Diferença percentual relativa para um disco formado por grãos de olivina e  $\tau_0 = 0.01$  na comparação com o nível de  $\xi$  normalizado em 5500 Å.



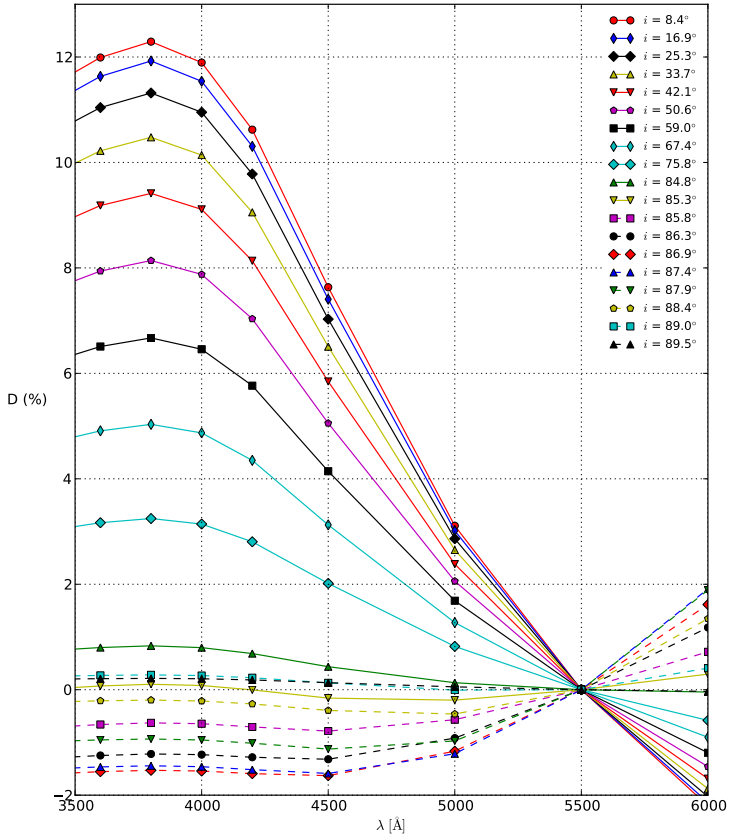


Figura 93: Diferença percentual relativa para um disco formado por grãos de olivina e  $\tau_0 = 0.1$  na comparação com o nível de  $\xi$  em 5500 Å.

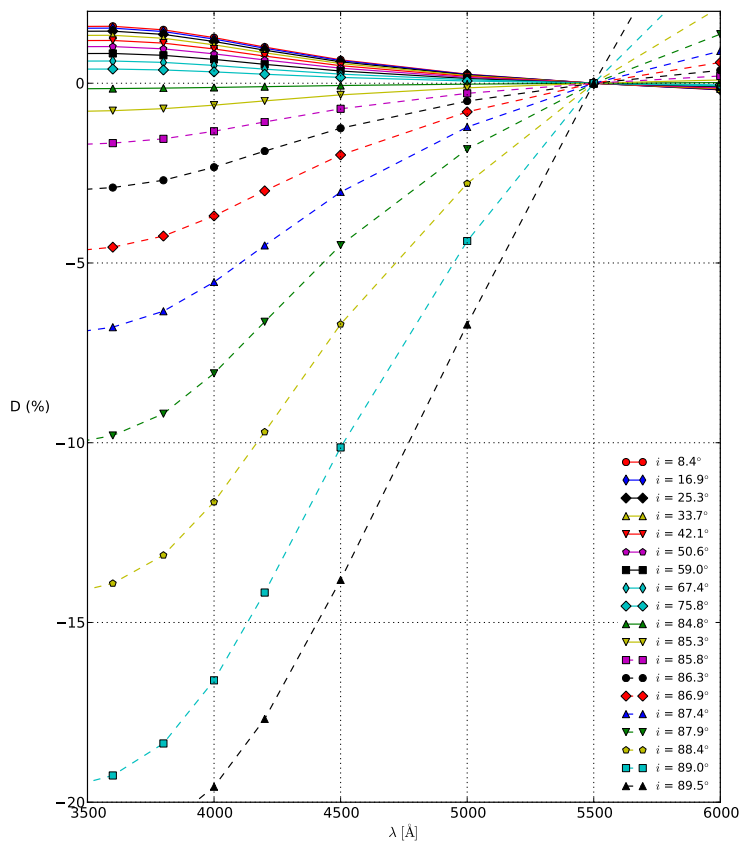


Figura 94: Diferença percentual relativa para um disco formado por grãos de piroxena com profundidade óptica  $\tau_0 = 0.01$  na comparação com o nível de  $\xi$  em 5500 Å.

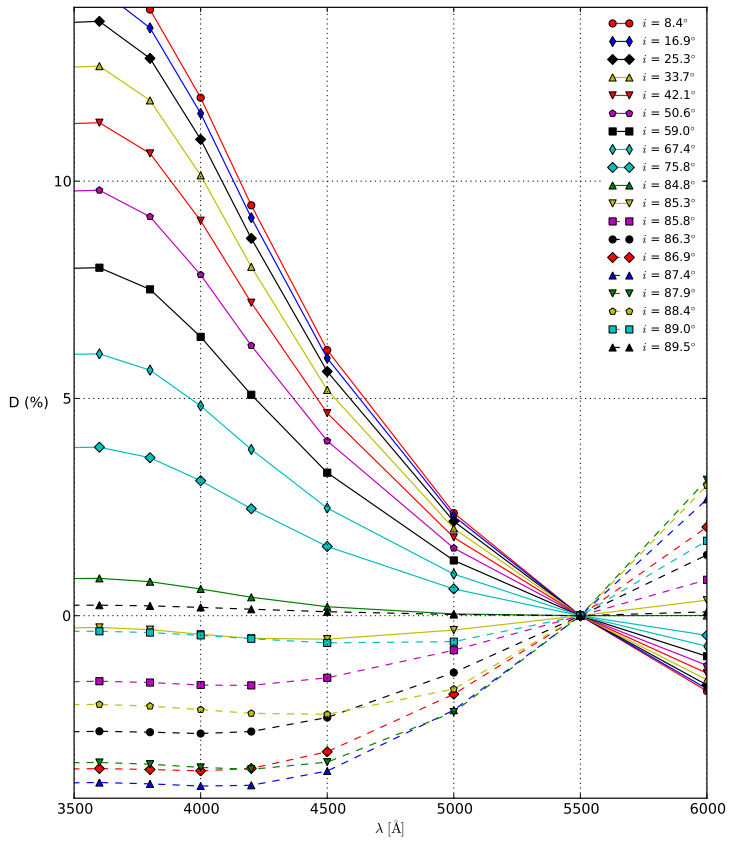


Figura 95: Diferença percentual relativa para um disco formado por grãos de piroxena com profundidade óptica  $\tau_0 = 0.1$  na comparação com o nível de  $\xi$  em 5500 Å.

#### 4.4.3.1 Nenhum efeito observado: GD 56, WD 1041+091, WD 1226+110 e GD 133<sup>2</sup>

- GD 56 é uma DAZ para qual Kilic et al. (2006) anunciaram ter encontrado evidências de poeira aquecida em seu entorno através do estudo do excesso no infravermelho. Kilic et al. (2006) ainda mostraram haver indícios de que o excesso deve ser causado por um disco de poeira aquecida pela luz da estrela. Jura, Farihi e Zuckerman (2007) estimaram que, se a estrutura de poeira for um disco, deve ter temperatura interna máxima de 1700 K, temperatura externa mínima de 300 K e raio mínimo e máximo de 10 e 104  $R_{wd}$ , respectivamente. Jura, Farihi e Zuckerman (2007) assumiram que o eixo de rotação do disco está orientado na linha de visada (inclinação  $i = 0^\circ$  ou  $\cos i = 1.0$ ). Na tentativa de ajustar um modelo de disco plano ao excesso observado no infravermelho, os autores não obtiveram sucesso e propuseram um disco irregular por causa da luminosidade da estrela ou por efeito gravitacional de um planeta.
- A detecção de excesso no infravermelho do espectro da anã branca WD 1041+091 foi realizada por Gänsicke et al. (2006). Gänsicke, Marsh e Southworth (2007) propuseram a presença de um disco gasoso rico em metais em torno da estrela.
- Gänsicke et al. (2006), analisando o espectro infravermelho da anã branca WD 1226+110, encontraram indícios de que esse objeto possui um disco gasoso, rico em metais, em rotação em torno da estrela. A velocidade calculada a partir das linhas de cálcio II indica um disco gasoso de raio  $\simeq 108 R_{wd}$ . Brinkworth et al. (2009) analisaram o excesso no infravermelho e encontraram evidências de um disco de poeira coexistindo com um disco na fase gasosa ao redor da anã branca. Através dos ajustes de modelo de disco ao excesso, Brinkworth et al. (2009) estimaram uma massa mínima de  $1 \times 10^{22}$  g para o disco (equivalente a  $\sim 0.01$  vez a massa de Ceres). Calcularam também o raio interno desse disco gasoso:  $\sim 27 R_{wd}$ . Para o disco de poeira, os autores encontraram um raio interno de  $\sim 18 R_{wd}$ , externo de  $\sim 107 R_{wd}$ , temperatura interna de 1670 K e externa de 450 K. A inclinação do disco foi calculada em  $i = 70^\circ$ .
- GD 133 é a segunda anã branca que se descobriu com excesso no infravermelho (KILIC et al., 2006). Analisando esse excesso, Jura, Farihi e Zuckerman (2007) ajustaram um modelo de disco de poeira com tem-

peratura mínima de 300 K, temperatura máxima de 1200 K, raio mínimo de  $13 R_{wd}$ , raio máximo de  $83 R_{wd}$  e inclinação de  $78^\circ$ . Para um disco estendendo-se de 23 a  $33 R_{wd}$ , a temperatura mínima é de 600 K, e a máxima 800 K, com inclinação de  $37^\circ$ .

Para essas anãs brancas (considerando a segunda solução encontrada para GD 133) não observamos nenhum excesso ou déficit na região de 4000-5500 Å. Para determinar os limites da configuração de disco desses casos, comparamos com as diferenças percentuais dos modelos mostrados nas Figuras 92 a 95. Vemos que o disco deve ter inclinação de  $75^\circ < i < 85^\circ$  para  $\tau_0 = 0.01$  para os dois tipos de poeira testados (Figuras 92 e 94). Se a inclinação fosse menor que  $75^\circ$ , veríamos excesso de pelo menos 2%. Se a inclinação fosse maior que  $85^\circ$ , veríamos déficit de pelo menos 2%. Para  $\tau_0 = 0.1$ , a inclinação pode ser  $i \sim 85^\circ$  ou maior que  $88^\circ$  para grãos de poeira de olivina. Caso a inclinação fosse  $i \sim 87^\circ$  veríamos déficit de pelo menos 1%. Se a inclinação fosse menor que  $85^\circ$ , veríamos excesso de pelo menos 3%. No caso da piroxena para  $\tau_0 = 0.1$ , a inclinação deve ser  $i \sim 85^\circ$  ou  $i \geq 89^\circ$  (Figuras 93 e 95). Se a inclinação estivesse entre  $85^\circ$  e  $89^\circ$ , veríamos déficit de pelo menos 2%, e se fosse menor que  $i = 85^\circ$ , veríamos excesso de no mínimo 3%.

As estrelas WD 1041+091 e WD 1226+110 possuem a confirmação de que pelo menos parte do disco é gasosa. Nesse caso, o modelo de disco não é adequado, já que a absorção e o espalhamento por gás tem características bem diferentes que para poeira. Nesses casos, a geometria da parte gasosa não pode ser estimada, mas podemos modelar a parte de poeira.

#### 4.4.3.2 Efeito duvidoso: GD 133<sup>1</sup> e G 29-38

- G 29-38 foi a primeira anã branca descoberta com excesso no infravermelho, posteriormente atribuído à presença de poeira (ZUCKERMAN; BECKLIN, 1987b). Ao longo dos vários anos desde sua descoberta, essa anã branca foi exaustivamente estudada na tentativa de se determinar a real origem do excesso. Os ajustes dos modelos de temperatura indicam que o disco possui temperatura em torno de 900 K (REACH et al., 2005, 2009), raio interno  $\sim 150 R_{wd}$ , massa mínima  $\sim 10^{19}$  g e área superficial total detectada de  $5 \times 10^{22}$  cm<sup>2</sup>. Hippel et al. (2007) ajustaram um modelo de disco ao excesso no infravermelho de G 29-38, encontrando temperatura no intervalo de 725-1150 K, para raios interno e externo de  $150 R_{wd}$  e  $280 R_{wd}$ , respectivamente, considerando uma inclinação de  $45^\circ$ . Jura (2003) estimou uma extensão do disco em  $14\text{-}100 R_{wd}$  e uma massa de  $\sim 10^{24}$  g.

Caso o excesso de 3% observado seja real, assumindo um disco com extensão de 10-100  $R_{wd}$ , a profundidade óptica precisa ser maior que 0.01, pois o máximo excesso possível de se observar para  $\tau_0 = 0.1$  é de  $\sim 1\%$ . Para  $\tau_0 = 0.1$ , a inclinação é  $i \sim 75^\circ$  tanto para um disco composto por olivina quanto por piroxena.

#### 4.4.3.3 Provável efeito: PG 1457-086

- PG 1457-086 é a estrela que mostra um provável déficit na comparação com o modelo. O excesso no infravermelho da anã branca PG 1457-086 foi reportado por Farihi, Jura e Zuckerman (2009), revelando uma temperatura da emissão de  $\sim 1500$  K.

Nas Figuras 60 e 61 podemos ver que PG 1457-086 possui um déficit de fluxo de 5% em 4000 Å com relação ao nível de fluxo em 5500 Å. Vemos também que o efeito pode variar de 0% a 10%, dependendo das escalas de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  das estrelas utilizadas na comparação. Um déficit de 5% implica que, assumindo um disco com extensão de 10-100  $R_{wd}$ , a inclinação é  $i \sim 87^\circ$  para  $\tau_0 = 0.01$  para os dois tipos de poeira considerados. Vemos nas Figuras 93 e 95 que a profundidade óptica precisa ser menor que 0.1 para que seja observado um déficit dessa magnitude. Considerando que o déficit pode variar de 0% a 10%, implica que a inclinação do disco deve ser de  $85^\circ < i < 88^\circ$ , para os dois tipos de poeira e os dois valores de  $\tau_0$  considerados.

A Tabela 9 lista as estimativas para a extensão e inclinação do disco encontradas na literatura para as estrelas discutidas nas Seções 4.4.3.1 a 4.4.3.3, bem como os limites dos parâmetros do disco encontrados através das nossas comparações das diferenças entre  $\xi_o$  e  $\xi$  com o modelo de absorção e espalhamento por um disco.

#### 4.4.4 Aumentando a possibilidade de se observar algum efeito

Notamos que o percentual observado entre 4000 e 5500 Å nas Figuras 92 a 95 é baixo para os dois tipos de poeira e os dois valores de  $\tau_0$  considerados. Os valores possíveis de se observar somente se tornam maiores para inclinações de disco muito altas ( $i \geq 88^\circ$ ) ou relativamente baixas ( $i \leq 42^\circ$ ). Isso diminui as chances de se observar efeitos pronunciados na faixa espectral que analisamos. Para aumentar as chances de observarmos um efeito maior, precisamos obter dados que englobem a faixa 3500-7500 Å. Como os efeitos são observados dentro de uma faixa com largura  $\gtrsim 1000$  Å, os espectros observados não precisam ter resolução espectral muito alta, mas uma grande

Tabela 9: Estimativas dos limites dos parâmetros do disco e comparação com a literatura. A coluna  $R_{L, it}$  lista a estimativa da extensão do disco encontrada na literatura. A coluna  $i_{L, it}$  lista a inclinação encontrada na literatura. A coluna Ref indica a referência onde as estimativas das colunas  $R_{L, it}$  e  $i_{L, it}$  são encontradas. As colunas Poeira e  $\tau_0$  indicam o tipo de poeira e a profundidade óptica que utilizamos neste trabalho, respectivamente. A coluna  $i$  lista a inclinação encontrada na comparação com o modelo de disco. Utilizamos um disco com extensão 10-100  $R_{wd}$ . Os índices 1 e 2 em GD 133 correspondem às duas soluções para  $T_{eff}$  e  $\log g$  encontradas no ajuste do modelo de atmosferas de anãs brancas. 1 - (JURA; FARIHI; ZUCKERMAN, 2007), 2 - (BRINKWORTH et al., 2009), 3 - (HIPPEL et al., 2007), 4 - (JURA, 2003), 5 - (JURA; FARIHI; ZUCKERMAN, 2007).

Nome	Literatura		Neste trabalho	
	$R_{L, it}$ ( $R_{wd}$ )	$i_{L, it}$ (°)	Ref	Poeira $\tau_0$ $i$ (°)
GD 56	10-104	0	1	Olivina 0.01 $75 < i < 85$
				Olivina 0.1 $85 < i < 86$ ou $> 88$
				Piroxena 0.01 $75 < i < 85$
				Piroxena 0.1 $85$ ou $\geq 89$
WD 1041+091	-	-	-	Olivina 0.01 $75 < i < 85$
				Olivina 0.1 $85 < i < 86$ ou $> 88$
				Piroxena 0.01 $75 < i < 85$
				Piroxena 0.1 $85$ ou $\geq 89$
WD 1226+110	18-107	70	2	Olivina 0.01 $75 < i < 85$
				Olivina 0.1 $85 < i < 86$ ou $> 88$
				Piroxena 0.01 $75 < i < 85$
				Piroxena 0.1 $85$ ou $\geq 89$
G 29-38	150-280 14-100	45 -	3 4	Olivina 0.01 $75 < i < 85$
				Olivina 0.1 $85 < i < 86$ ou $> 88$
				Piroxena 0.01 $75 < i < 85$
				Piroxena 0.1 $85$ ou $\geq 89$
PG 1457-086 GD 133 <sup>2</sup>	- 13-83 23-33	- 78 37	- 5 5	Ambos <sup>a</sup> 0.1 75
				Ambos <sup>b</sup> $85 < i < 88$
				Olivina 0.01 $75 < i < 85$
				Olivina 0.1 $85 < i < 86$ ou $> 88$
GD 133 <sup>1</sup>				Piroxena 0.01 $75 < i < 85$
				Piroxena 0.1 $85$ ou $\geq 89$
				Ambos <sup>a</sup> 0.1 75
				Ambos <sup>b</sup> $85 < i < 88$

*a* - O resultado é o mesmo para os dois tipos de poeira estudados. *b* - O resultado é o mesmo para  $\tau_0 = 0.01$  e  $\tau_0 = 0.1$ .

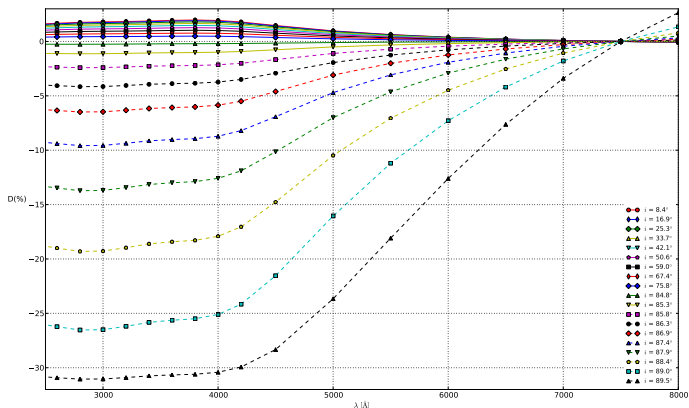


Figura 96: Diferença percentual relativa para um disco formado por grãos de olivina e  $\tau_0 = 0.01$  na comparação com o nível de  $\xi$  em 7500 Å.

cobertura. As Figuras 96 a 99 mostram os percentuais relativos dos níveis dos modelos com relação a 7500 Å. Vemos que nesses casos o percentual relativo entre 4000 e 7500 Å é consideravelmente maior, aumentando as chances de observarmos algum efeito do disco. Com uma cobertura espectral dessa faixa, talvez seja possível identificar efeitos concretos para os objetos que tomamos como duvidosos (casos de GD 133<sup>1</sup> e G 29-38), ou mesmo encontrar algum efeito naqueles em que não observamos nada (caso de GD 56, WD1041+091 e WD 1226+110). Em PG 1457-086 é provável termos observado efeito. Caso o efeito de 5% observado na faixa de 4000-5500 Å seja real, na faixa de 3500-7500 Å, esse efeito seria de ~15%, grande o suficiente para uma clara confirmação.

Aumentando a cobertura espectral e usando como requisito o ângulo paralático, aumentamos significativamente as chances de se observar algum efeito. Além do que, caso nenhum efeito seja observado nessa faixa, a faixa de valores de inclinação também se reduz, aumentando a confiabilidade desses parâmetros.



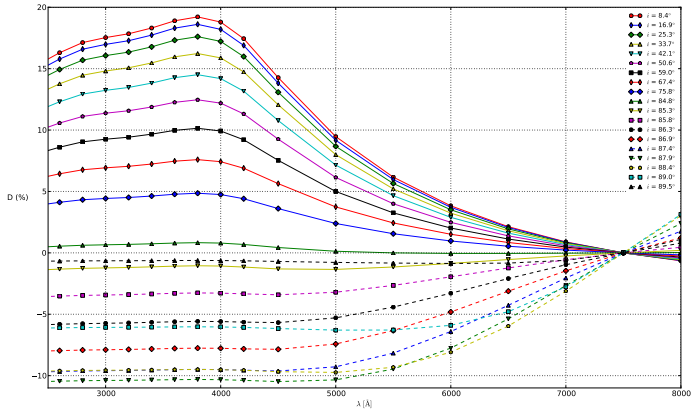


Figura 97: Diferença percentual relativa para um disco formado por grãos de olivina e  $\tau_0 = 0.1$  na comparação com o nível de  $\xi$  em 7500 Å.

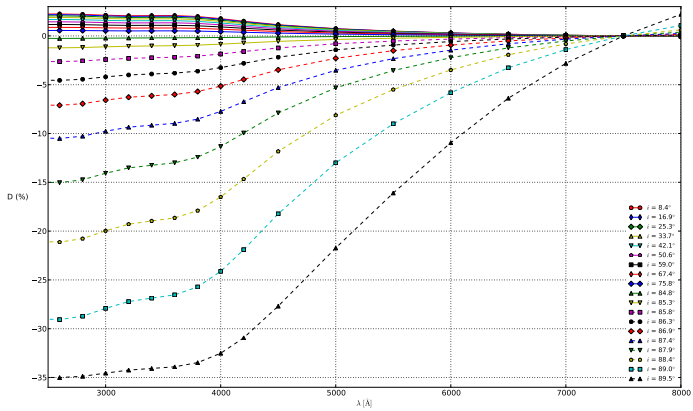


Figura 98: Diferença percentual relativa para um disco formado por grãos de piroxena com profundidade óptica  $\tau_0 = 0.01$  na comparação com o nível de  $\xi$  em 7500 Å.

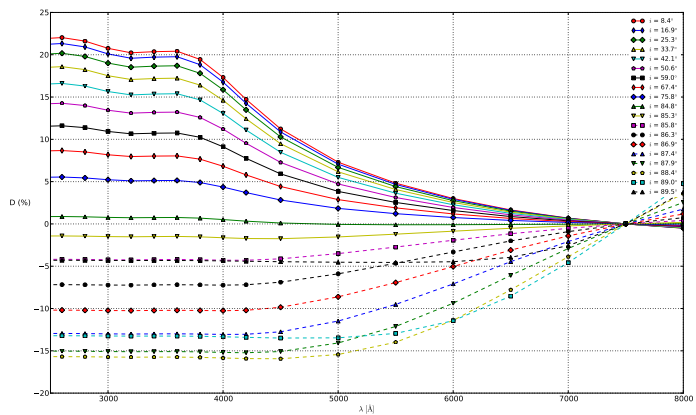


Figura 99: Diferença percentual relativa para um disco formado por grãos de piroxena com profundidade óptica  $\tau_0 = 0.1$  na comparação com o nível de  $\xi$  em  $7500 \text{ \AA}$ .

## 5 CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

Neste trabalho analisamos espectros de anãs brancas na região espectral do ultravioleta próximo e óptico, buscando por efeitos de absorção ou espalhamento da luz da estrela por um disco de poeira em dados obtidos com o espectrógrafo Goodman no telescópio SOAR. A fim de detectar efeitos introduzidos pelo equipamento de detecção e pela variação da extinção atmosférica nos espectros utilizados, dividimos os espectros das estrelas alvo e suas padrões entre si. Encontramos vários casos onde parte da luz da estrela foi perdida na fenda, fazendo com que uma região espectral possua menos fluxo que outra. O fluxo não é perdido igualmente para todo o espectro devido à dispersão da luz pela atmosfera, que faz a imagem da estrela ficar esticada na direção do ângulo paralático, com a região do ultravioleta próximo num dos extremos e a vermelha no outro. Calculamos a largura dessa imagem esticada, encontrando que não teríamos problemas se a estrela estivesse bem centrada na fenda. Porém, para evitar algum problema, é recomendável que a fenda seja orientada na direção do ângulo paralático. Nesse contexto, por causa do espelho rotatório do espectrógrafo Goodman, é recomendável não fazer a aquisição de espectros da lâmpada para calibração em comprimento de onda entre uma aquisição e outra dos espectros da mesma estrela. Assim, evita-se que espelho não retorne para a mesma posição no ciclo estrela-lâmpada-estrela, causando perda de fluxo por não refletir a luz da estrela no centro da fenda. A divisão dos espectros da mesma estrela entre si ajuda a detectar se houve perda de luz, mas não esclarece se o problema está num dos espectros, ou em ambos em escalas diferentes.

Com as devidas precauções tomadas para evitar perda de luz na fenda, ainda é necessário considerar a extinção atmosférica. De uma noite para outra o coeficiente de extinção pode variar 15%, portanto, os espectros da alvo e comparação precisam ser coletados na mesma noite. Verificamos isso para a anã branca alvo PG 1457-086, a qual possui espectros em duas noites separadas por um intervalo de dias. Encontramos que entre as duas noites o coeficiente de extinção variou 12%. Durante uma noite de observação, o mesmo coeficiente pode variar até 2.5% num intervalo de horas. Para poder considerar essa variação, a divisão dos espectros da mesma estrela entre si fornece uma estimativa para o intervalo em que foram coletados. Para saber se o coeficiente de extinção atmosférica variou no intervalo de tempo entre a aquisição dos espectros de uma estrela para outra, é necessário que se tenha espectros de duas padrões, preferencialmente com os espectros de uma no início da observação e outro no fim. Em nossos dados, somente duas noites contém dados de duas padrões diferentes (dezembro de 2008 e 19 de feve-

reiro de 2010), para os quais isso foi verificado e não encontramos variação entre a aquisição destes. Para próximas observações podemos tomar algumas providências para que esse efeito possa ser melhor estimado:

- Obter espectros de pelo menos duas padrões por noite, acompanhado de pelo menos uma alvo. Isso já traz melhorias, que podem ser aumentadas coletando-se os espectros da alvo entre os das padrões.
- Outra forma é obter espectros de uma padrão intercalando com as alvos. Para isso, obtém-se um espectro da padrão, em seguida todos da alvo, novamente um da padrão, novos espectros de outra estrela alvo e assim sucessivamente. Dessa maneira pode-se obter um número maior de espectros de estrelas alvo, necessitando de apenas uma padrão. Por outro lado, haveria uma perda de tempo útil para centrar a padrão na fenda para cada aquisição de um novo espectro. Além do mais, a padrão precisaria permanecer observável durante toda a observação.
- Uma terceira possibilidade é a obtenção de espectros da mesma alvo e padrões diferentes em noites distintas. Essa maneira permite testar algum possível efeito encontrado numa noite com a comparação com outra padrão em noites diferentes. Essa forma se torna mais eficiente se coletarmos espectros de uma mesma alvo e uma mesma padrão nas duas noites, e mais uma padrão diferente para cada noite.

Utilizamos um modelo de atmosferas estelares para estimar os valores de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  de todas as estrelas para as quais obtivemos espectros. Encontramos bons resultados em comparação com a literatura para a maioria dos casos. As maiores diferenças ficaram por conta de SDSS 1228+1040 para a temperatura e PG 1036+085 e SDSS 1228+1040 para o  $\log g$ , onde a diferença entre os valores calculados e os da literatura ficaram acima de  $3\sigma$ . Encontramos três estrelas (WD 1026+023, GD 133 e LTT 5712) com duas estimativas possíveis de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  que não puderam ser identificadas através da minimização do  $\chi^2$ . O valor da temperatura efetiva nos três casos é cerca de 3000 K maior que o valor da literatura. Para obtermos maior confiabilidade nas medidas, precisamos refinar os ajustes e comparar as regiões do contínuo dos espectros. O cálculo desses parâmetros foi importante na comparação das razões alvo-padrão com as razões modelo. Dessa forma pudemos verificar os efeitos introduzidos em cada razão observada pelas diferenças de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$  entre as estrelas alvo e padrão. Através da comparação entre as razões observada e modelo obtivemos uma importante constatação: as estrelas alvo e padrão não precisam ter exatamente a mesma temperatura, nem mesmo precisam ser valores muito próximos. A comparação com os modelos

utilizando padrões com temperaturas bem distintas nos forneceu resultados similares para PG 1457-086.

Da comparação entre as razões observada e modelo no intervalo de 4000 e 5500 Å constatamos que podemos observar as diferenças de fluxo existentes entre a estrela alvo e a padrão. Porém, as diferenças encontradas são pequenas, máximo de 5% de déficit para a PG 1457-086 e 3% de excesso para GD 133 (para uma das soluções dos ajustes de  $T_{\text{eff}}$  e  $\log g$ . Para a outra solução não observamos nenhum efeito.) e G 29-38 (o excesso de GD 133 e G 29-38 é duvidoso). Analisando o modelo de obscurecimento-espalhamento por um disco, vemos que a diferença no nível esperado entre 4000 e 5500 Å também não é muito alta para maioria dos casos. O máximo de excesso possível seria de 12% se a profundidade óptica for alta ( $\tau_0 = 0.1$ ), caso onde teríamos maior espalhamento. Para profundidades ópticas menores os efeitos seriam pequenos e pouco prováveis de serem identificados nos dados, pois o ruído seria suficientemente grande para ocultá-los. O déficit é mais facilmente observado para profundidades ópticas pequenas ( $\tau_0 \leq 0.01$ ). Para melhorar as chances de observar algum efeito, propomos aumentar a região espectral observada para 3000-7500 Å. Com isso, há a possibilidade de que o excesso duvidoso que encontramos se torne claro. Além do que, abre a possibilidade de se observar algum efeito nos objetos onde não detectamos nenhum efeito.

Fizemos uma estimativa preliminar (e extremamente aproximada) das propriedades que o disco teria para as diferenças encontradas. Mesmo para as anãs brancas onde não se observa nenhum excesso ou déficit, é possível determinar uma faixa de inclinação para cada tamanho de disco e profundidade óptica. Comparamos o modelo para dois valores de profundidade óptica e dois tipos de poeira (olivina e piroxena). Notamos que nos casos onde observamos algum excesso de fluxo a profundidade óptica é maior que 0.01, e quando há déficit, a profundidade óptica é menor que 0.1. Isso não quer dizer que não há espalhamento para  $\tau_0 = 0.1$ . Porém, se houver é pouco provável que seja detectado, pois a maior diferença do nível de  $\xi$  entre 4000 Å e 5500 Å é de apenas 1.3%. o mesmo ocorre no caso da absorção para  $\tau_0 = 0.1$ , onde a diferença é de 1.4% para grãos de poeira de olivina e de 4% para grãos de piroxena.

O próximo passo é elaborar uma grade de modelos para diferentes propriedades do disco e fazer um programa de ajustes com um algoritmo numérico de otimização. Isso permitirá testar os modelos de forma mais completa. Com a obtenção de espectros seguindo os moldes discutidos, será possível amentar a confiabilidade nos efeitos detectados, tornando o ajuste viável.

## **ANEXO A – Raio de Roche**

Em astronomia denomina-se limite de Roche a distância mínima que um corpo (satélite) pode aproximar-se de outro mais massivo sem ser despedaçado por forças de maré. Dentro do raio de Roche, a força gravitacional exercida pelo corpo massivo sobre extremo mais próximo do satélite é maior que a exercida sobre o extremo mais distante, superando as forças de tensão intrínsecas que mantêm o satélite coeso. Quando isso ocorre, o satélite é despedaçado, originando uma nuvem de poeira (KEPLER; SARAIVA, 2003).

Para corpos rígidos, a distância mínima pode ser calculada através da equação A.1:

$$d = \left( 2 \frac{\rho_M}{\rho_m} \right)^{\frac{1}{3}} R \quad (\text{A.1})$$

Onde:

- $d$  é a distância mínima do satélite antes de desintegrar-se (raio de Roche).
- $\rho_M$  é a densidade do corpo primário (mais massivo).
- $\rho_m$  é a densidade do corpo secundário.
- e  $R$  é o raio do corpo primário.

Sendo que para anãs brancas a densidade típica é de  $\rho_M \sim 10^8 \text{ g/cm}^3$  e com a densidade média dos asteroides de  $\rho_m \sim 3 \text{ g/cm}^3$ , o raio de Roche para anãs brancas é de  $R_{wd}^{\text{Roche}} \sim 500 R_{wd}$ .

## REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

Adelman-McCarthy, J. K. et al. The SDSS Photometric Catalog, Release 6 (Adelman-McCarthy+, 2007). *VizieR Online Data Catalog*, v. 2282, p. 0—, 2008.

ALCOCK, C.; ILLARIONOV, A. The surface chemistry of stars. I - Diffusion of heavy ions in white dwarf envelopes. II - Fractionated accretion of interstellar matter. *The Astrophysical Journal*, v. 235, p. 534, jan. 1980. ISSN 0004-637X. <<http://adsabs.harvard.edu/doi/10.1086/157656>>.

BECKLIN, E. E. et al. A Dusty Disk Around GD 362, a White Dwarf With a Uniquely High Photospheric Metal Abundance. *The Astrophysical Journal*, v. 632, n. 2, p. L119–L122, set. 2005. <<http://arxiv.org/abs/astro-ph/0509193>>.

Berger, J.; Fringant, A. M. A search for faint blue stars. (Berger+, 1977-84). *VizieR Online Data Catalog*, v. 2239, p. 0—, mar. 2001.

BERGERON, P.; LEGGETT, S. K.; RUIZ, M. T. Photometric and Spectroscopic Analysis of Cool White Dwarfs with Trigonometric Parallax Measurements. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 133, n. 2, p. 413–449, abr. 2001. ISSN 0067-0049. <<http://stacks.iop.org/0067-0049/133/i=2/a=413>>.

BERGERON, P.; SAFFER, R. A.; LIEBERT, J. A Spectrophotometric Determination of The Mass Distribution of DA White Dwarfs. *The Astrophysical Journal*, v. 394, p. 228–247, 1992.

BERGERON, P.; WESEMAEL, F.; FONTAINE, G. Synthetic spectra and atmospheric properties of cool DA white dwarfs. *The Astrophysical Journal*, v. 367, p. 253, jan. 1991. ISSN 0004-637X. <<http://adsabs.harvard.edu/doi/10.1086/169624>>.

BRINKWORTH, C. S. et al. A DUSTY COMPONENT TO THE GASEOUS DEBRIS DISK AROUND THE WHITE DWARF SDSS J1228+1040. *The Astrophysical Journal*, v. 696, n. 2, p. 1402–1406, maio 2009. ISSN 0004-637X. <<http://stacks.iop.org/0004-637X/696/i=2/a=1402?key=crossref.61a5f1107e78cc3e322bd351c414d8cb>>.

BRUHWEILER, F. C.; KONDO, Y. Mass loss, levitation, accretion, and the sharp-lined features in hot white dwarfs. *The Astrophy-*



*sical Journal*, v. 269, p. 657–667, jun. 1983. ISSN 0004-637X.  
<<http://adsabs.harvard.edu/doi/10.1086/161073>>.

BURKI, G. et al. The atmospheric extinction at the E.S.O. La Silla observatory. *Astronomy and Astrophysics*, v. 112, p. 383, 1995.

CLAVER, C. F. et al. The Masses of White Dwarfs in the Praesepe Open Cluster. *The Astrophysical Journal*, v. 563, n. 2, p. 987–998, dez. 2001. ISSN 0004-637X. <<http://stacks.iop.org/0004-637X/563/i=2/a=987>>.

Cutri, R. M. et al. *2MASS All Sky Catalog of point sources*. [S.l.: s.n.], 2003.

Debes, J. H. et al. The WIRED Survey I: A Bright IR Excess Due to Dust Around the Heavily Polluted White Dwarf GALEX J193156.8+011745. *ArXiv e-prints*, dez. 2010.

DEBES, J. H.; SIGURDSSON, S. Are There Unstable Planetary Systems Around White Dwarfs? *The Astrophysical Journal*, v. 572, n. 1, p. 556–565, fev. 2002. <<http://arxiv.org/abs/astro-ph/0202273>>.

Desharnais, S. et al. FUSE Observations of Heavy Elements in the Photospheres of Cool DB White Dwarfs. *ApJ*, v. 672, p. 540–552, jan. 2008.

DORSCHNER, J. et al. Steps toward interstellar silicate mineralogy. II. Study of Mg-Fe-silicate glasses of variable composition. *Astronomy and Astrophysics*, v. 300, p. 503, 1995.

DUFOUR, P. et al. The Discovery of the Most Metal-Rich White Dwarf: Composition of a Tidally Disrupted Extrasolar Dwarf Planet. *The Astrophysical Journal*, v. 719, n. 1, p. 803–809, ago. 2010. ISSN 0004-637X. <<http://stacks.iop.org/0004-637X/719/i=1/a=803?key=crossref.a62d24e658e7d1455381bfe0d11369dc>>.

Dupuis, J. et al. A Spectroscopic Study of the Far-Ultraviolet Spectrum of the DAZ White Dwarf EG 102. In: R. Napiwotzki & M. R. Burleigh (Ed.). *15th European Workshop on White Dwarfs*. [S.l.: s.n.], 2007. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 372), p. 261–+.

DUPUIS, J.; FONTAINE, G.; WESEMAEL, F. A study of metal abundance patterns in cool white dwarfs. III - Comparison of the predictions of the two-phase accretion model with the observations. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 87, p. 345, jul. 1993. ISSN 0067-0049. <<http://ucp.uchicago.edu/cgi-bin/resolve?id=doi:10.1086/191808>>.

EGGEN, O. J. Luminosities, Colors, Motions, and Distribution of Faint Blue Stars. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 16, p. 97, ago. 1968. ISSN 0067-0049. <<http://ucp.uchicago.edu/cgi-bin/resolve?id=doi:10.1086/190171>>.

EGGEN, O. J. Subluminous stars. III. Luminosity calibration for subluminous stars and the space density of the blue subluminous stars south of declination - 45 degrees. *The Astrophysical Journal*, v. 157, p. 287, jul. 1969. ISSN 0004-637X. <<http://adsabs.harvard.edu/doi/10.1086/150068>>.

EGGEN, O. J. Catalogs of proper-motion stars. I - Stars brighter than visual magnitude 15 and with annual proper motion of 1 arcsec or more. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 39, p. 89, jan. 1979. ISSN 0067-0049. <<http://ucp.uchicago.edu/cgi-bin/resolve?id=doi:10.1086/190566>>.

EGGEN, O. J.; GREENSTEIN, J. L. Spectra, colors, luminosities, and motions of the white dwarfs. *The Astrophysical Journal*, v. 141, p. 83, jan. 1965. ISSN 0004-637X. <<http://adsabs.harvard.edu/doi/10.1086/148091>>.

EISENSTEIN, D. J. et al. A Catalog of Spectroscopically Confirmed White Dwarfs from the Sloan Digital Sky Survey Data Release 4. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 167, n. 1, p. 40–58, nov. 2006. ISSN 0067-0049. <<http://stacks.iop.org/0067-0049/167/i=1/a=40>>.

FARIHI, J. et al. Strengthening the Case for Asteroidal Accretion: Evidence for Subtle and Diverse Disks at White Dwarfs. *The Astrophysical Journal*, v. 714, n. 2, p. 1386–1397, maio 2010. ISSN 0004-637X. <<http://stacks.iop.org/0004-637X/714/i=2/a=1386?key=crossref.1ccd5e07f7cee0300b48657c04a9f36d>>.

FARIHI, J.; JURA, M.; ZUCKERMAN, B. INFRARED SIGNATURES OF DISRUPTED MINOR PLANETS AT WHITE DWARFS. *The Astrophysical Journal*, v. 694, n. 2, p. 805–819, abr. 2009. ISSN 0004-637X. <<http://stacks.iop.org/0004-637X/694/i=2/a=805?key=crossref.b529cb9dd4e4294fcb4bd69b65832f9b>>.

FARIHI, J.; ZUCKERMAN, B.; BECKLIN, E. E. Spitzer IRAC Observations of White Dwarfs. I. Warm Dust at Metal-Rich Degenerates. *The Astrophysical Journal*, v. 674, n. 1, p. 431–446, out. 2008. <<http://arxiv.org/abs/0710.0907>>.

FONTAINE, G.; MICHAUD, G. Diffusion time scales in white dwarfs. *The Astrophysical Journal*, v. 231, p. 826–840, ago. 1979. ISSN 0004-637X. <<http://adsabs.harvard.edu/doi/10.1086/157247>>.

FONTAINE, G. et al. Carbon in the cool DC and C2 white dwarfs - Dredge-up in compositionally stratified envelopes. *The Astrophysical Journal*, v. 277, p. L61, fev. 1984. ISSN 0004-637X. <<http://adsabs.harvard.edu/doi/10.1086/184203>>.

FONTAINE, G.; WESEMAEL, F. *White dwarfs*. Bristol, UK; Philadelphia, PA: Institute of Physics Publishing; London, UK; New York, NY; Tokyo, JP: Nature Publishing Group: Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics, 2001.

GäNSICKE, B. T. et al. SDSSJ084539.17+225728.0: the first DBZ white dwarf with a metal-rich gaseous debris disc. v. 391, n. 1, p. 103–107, set. 2008. <<http://arxiv.org/abs/0809.2600>>.

GäNSICKE, B. T.; MARSH, T. R.; SOUTHWORTH, J. SDSS J104341.53+085558.2: a second white dwarf with a gaseous debris disc. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters*, v. 380, n. 1, p. L35–L39, set. 2007. ISSN 1745-3925. <<http://doi.wiley.com/10.1111/j.1745-3933.2007.00343.x>>.

GäNSICKE, B. T. et al. A gaseous metal disk around a white dwarf. *Science (New York, N.Y.)*, v. 314, n. 5807, p. 1908–10, dez. 2006. ISSN 1095-9203. <<http://www.ncbi.nlm.nih.gov/pubmed/17185598>>.

GIOVANNINI, O. et al. Blue Edge of the ZZ Ceti Instability Strip Versus Mass. *Baltic Astronomy*, v. 7, p. 131–140, 1998.

GRAHAM, J. R. et al. The infrared excess of G29-38 - A brown dwarf or dust? *The Astrophysical Journal*, v. 357, p. 216, jul. 1990. ISSN 0004-637X. <<http://adsabs.harvard.edu/doi/10.1086/168907>>.

GRAHAM, J. R. et al. Does G29-38 Have a Massive Companion? *The Astrophysical Journal*, v. 357, p. L21–L24, 1990.

GRAHAM, J. R. et al. Does G29-38 have a massive companion? *The Astrophysical Journal*, v. 357, p. L21, jul. 1990. ISSN 0004-637X. <<http://adsabs.harvard.edu/doi/10.1086/185757>>.

GREEN, R. F.; SCHMIDT, M.; LIEBERT, J. The Palomar-Green catalog of ultraviolet-excess stellar objects. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 61, p. 305, jun. 1986. ISSN 0067-0049. <<http://ucp.uchicago.edu/cgi-bin/resolve?id=doi:10.1086/191115>>.

GREENSTEIN, J. L.; TRIMBLE, V. L. The Einstein Redshift in White Dwarfs. *The Astrophysical Journal*, v. 149, p. 283, ago. 1967. ISSN 0004-637X. <<http://adsabs.harvard.edu/doi/10.1086/149254>>.

HANSEN, C. J.; KAWALER, S. D. *Stellar Interiors: Physical Principles, Structure, and Evolution*. New York, USA: Springer-Verlag, 1994.

HIPPEL, T. von et al. DAZd White Dwarfs and the Fate of Planetary Systems. *Astronomical Society of the Pacific*, v. 372, n. 2000, p. 327–332, 2007.

HOLBERG, J. B.; BERGERON, P. Calibration of Synthetic Photometry Using DA White Dwarfs. *The Astronomical Journal*, v. 132, n. 3, p. 1221–1233, set. 2006. ISSN 0004-6256. <<http://stacks.iop.org/1538-3881/132/i=3/a=1221>>.

HOLM, A. V. et al. Two-phase ultraviolet spectrophotometry of the pulsating white dwarf ZZ PISCUM. *The Astrophysical Journal*, v. 289, p. 774, fev. 1985. ISSN 0004-637X. <<http://adsabs.harvard.edu/doi/10.1086/162941>>.

HUMMER, D. G.; MIHALAS, D. The equation of state for stellar envelopes. I - an occupation probability formalism for the truncation of internal partition functions. *The Astrophysical Journal*, v. 331, p. 794, ago. 1988. ISSN 0004-637X. <<http://adsabs.harvard.edu/doi/10.1086/166600>>.

JURA, M. A Tidally Disrupted Asteroid around the White Dwarf G29-38. *The Astrophysical Journal*, v. 584, n. 2, p. L91–L94, fev. 2003. <<http://arxiv.org/abs/astro-ph/0301411>>.

JURA, M. Carbon Deficiency in Externally Polluted White Dwarfs: Evidence for Accretion of Asteroids. *The Astrophysical Journal*, v. 653, n. 1, p. 613–620, dez. 2006. ISSN 0004-637X. <<http://stacks.iop.org/0004-637X/653/i=1/a=613>>.

JURA, M. POLLUTION OF SINGLE WHITE DWARFS BY ACCRETION OF MANY SMALL ASTEROIDS. *The Astronomical Journal*, v. 135, n. 5, p. 1785–1792, maio 2008. ISSN 0004-6256. <<http://stacks.iop.org/1538-3881/135/i=5/a=1785?key=crossref.1b412dd0a66350b730bc4663834b5789>>.

JURA, M.; FARIHI, J.; ZUCKERMAN, B. Externally Polluted White Dwarfs with Dust Disks. *The Astrophysical Journal*, v. 663, n. 2, p. 1285–1290, jul. 2007. ISSN 0004-637X. <<http://stacks.iop.org/0004-637X/663/i=2/a=1285>>.

JURA, M. et al. Infrared Emission from the Dusty Disk Orbiting GD 362, An Externally-Polluted White Dwarf. *The Astronomical Journal*, v. 133, n. 5, p. 1927–1933, jan. 2007. <<http://arxiv.org/abs/astro-ph/0701469>>.

KEPLER, d. S. O. F.; SARAIVA, M. d. F. O. *Astronomia e Astrofísica*. Departamento de Astronomia - Instituto de Física da Universidade Federal do Rio Grande do Sul: Livraria da Física, 2003.

KIDDER, K. M.; HOLBERG, J. B.; MASON, P. A. UBV photometry of hot DA white dwarfs. *The Astronomical Journal*, v. 101, p. 579, fev. 1991. ISSN 00046256. <[http://adsabs.harvard.edu/cgi-bin/bib\\_query?1991AJ....101..579K](http://adsabs.harvard.edu/cgi-bin/bib_query?1991AJ....101..579K)>.

KILIC, M. et al. Excess Infrared Radiation from a Massive DAZ White Dwarf: GD362 - a Debris Disk? *The Astrophysical Journal*, v. 632, n. 2, p. L115–L118, set. 2005. <<http://arxiv.org/abs/astro-ph/0509188>>.

KILIC, M. et al. Debris Disks around White Dwarfs: The DAZ Connection. *The Astrophysical Journal*, v. 646, n. 1, p. 474–479, jul. 2006. ISSN 0004-637X. <<http://stacks.iop.org/0004-637X/646/i=1/a=474>>.

KILIC, M.; REDFIELD, S. A Dusty Disk Around WD1150-153: Explaining the Metals in White Dwarfs by Accretion from the Interstellar Medium versus Debris Disks. *The Astrophysical Journal*, v. 660, n. 1, p. 641–650, jan. 2007. <<http://arxiv.org/abs/astro-ph/0701549>>.

KILKENNY, D. et al. The Edinburgh-Cape Blue Object Survey - II. Zone 1 - the North Galactic CAP. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 287, n. 4, p. 867–893, 1997.

KOESTER, D. White Dwarf Spectra and Atmosphere Models. *Memorie Società Astronomica Italiana*, v. 75, n. 1993, p. 282–292, dez. 2008. <<http://arxiv.org/abs/0812.0482>>.

KOESTER, D. Accretion and diffusion in white dwarfs. New diffusion timescales and applications to GD362 and G29-38. *Astronomy and Astrophysics*, v. 498, n. 2, p. 517–525, mar. 2009. <<http://arxiv.org/abs/0903.1499>>.

KOESTER, D. et al. High-resolution UVES / VLT spectra of white dwarfs observed for the ESO SN Ia progenitor survey ( SPY ). I . ., *Astronomy*, v. 568, p. 556–568, 2001.

KOESTER, D. et al. HS 0146+1847 ? a DAZB white dwarf of very unusual composition. *Astronomy and Astrophysics*, v. 439, n. 1, p. 317–321, ago. 2005. ISSN 0004-6361. <<http://www.edpsciences.org/10.1051/0004-6361:20053058>>.

KOESTER, D. et al. Metal traces in white dwarfs of the SPY ( ESO Supernova Ia Progenitor Survey ) sample. *Astronomy*, v. 1032, p. 1025–1032, 2005.

KOESTER, D.; SCHULZ, H.; WEIDEMANN, V. Atmospheric Parameters and Mass Distributions of DA White Dwarfs. *Astronomy & Astrophysics*, v. 76, p. 262–275, 1979.

KOESTER, D. et al. High-resolution UVES/VLT spectra of white dwarfs observed for the ESO SN Ia Progenitor Survey. *Astronomy and Astrophysics*, v. 505, n. 1, p. 441–462, out. 2009. ISSN 0004-6361. <<http://www.aanda.org/10.1051/0004-6361/200912531>>.

Koester, D. et al. UVES/VLT spectra of white dwarfs (Koester+, 2009). *VizieR Online Data Catalog*, v. 350, p. 50441–+, nov. 2009.

KOESTER, D.; WILKEN, D. The accretion-diffusion scenario for metals in cool white dwarfs. *Astronomy and Astrophysics*, v. 453, n. 3, p. 1051–1057, jul. 2006. ISSN 0004-6361. <<http://www.aanda.org/10.1051/0004-6361:20064843>>.

LEGGETT, S. K.; RUIZ, M. T.; BERGERON, P. The Cool White Dwarf Luminosity Function and the Age of the Galactic Disk. *ApJ*, v. 497, p. 294–+, abr. 1998.

LIEBERT, J. et al. GD 323 - A white dwarf with a stratified H/He atmosphere? *The Astrophysical Journal*, v. 277, p. 692, fev. 1984. ISSN 0004-637X. <<http://adsabs.harvard.edu/doi/10.1086/161740>>.

Messenger, S.; Sandford, S.; Brownlee, D. The Population of Starting Materials Available for Solar System Construction. In: \_\_\_\_\_. *Meteorites and the Early Solar System II*. [S.l.: s.n.], 2006. p. 187–208.

MUCHMORE, D. Diffusion in white dwarf stars. *The Astrophysical Journal*, v. 278, p. 769, mar. 1984. ISSN 0004-637X. <<http://adsabs.harvard.edu/doi/10.1086/161847>>.

Muchmore, D. O. Diffusion and the chemical abundances in white dwarfs. In: *Bulletin of the American Astronomical Society*. [S.l.: s.n.], 1980. (Bulletin of the American Astronomical Society, v. 12), p. 747–748.

MULLALLY, F. et al. A Spitzer White Dwarf Infrared Survey. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 171, n. 1, p. 206–218, jul. 2007. ISSN 0067-0049. <<http://stacks.iop.org/0067-0049/171/i=1/a=206>>.

PAQUETTE, C. et al. Diffusion in white dwarfs - New results and comparative study. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 61, p. 197, maio 1986. ISSN 0067-0049. <<http://ucp.uchicago.edu/cgi-bin/resolve?id=doi:10.1086/191112>>.

PATAT, F. et al. Optical atmospheric extinction over Cerro Paranal. *October*, n. Patat 2003, 2010.

PAULI, E.-M. et al. 3D kinematics of white dwarfs from the SPY project. *Astronomy and Astrophysics*, v. 400, n. 3, p. 877–890, mar. 2003. ISSN 0004-6361. <<http://www.edpsciences.org/10.1051/0004-6361:20030012>>.

PAULI, E.-M. et al. 3D kinematics of white dwarfs from the SPY project. II. *Astronomy and Astrophysics*, v. 447, n. 1, p. 173–184, fev. 2006. ISSN 0004-6361. <<http://www.edpsciences.org/10.1051/0004-6361:20052730>>.

Press, W. H. et al. *Numerical recipes in Pascal. The art of scientific computing*. [S.l.: s.n.], 1989.

PROBST, R. G. An infrared search for very low mass stars - JHK photometry and results for composite systems. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 53, p. 335, out. 1983. ISSN 0067-0049. <<http://ucp.uchicago.edu/cgi-bin/resolve?id=doi:10.1086/190893>>.

REACH, W. T. et al. The Dust Cloud around the White Dwarf G29-38. *The Astrophysical Journal*, v. 635, n. 2, p. L161–L164, dez. 2005. ISSN 0004-637X. <<http://stacks.iop.org/1538-4357/635/i=2/a=L161>>.

REACH, W. T. et al. THE DUST CLOUD AROUND THE WHITE DWARF G 29-38. II. SPECTRUM FROM 5 TO 40  $\mu\text{m}$  AND MID-INFRARED PHOTOMETRIC VARIABILITY. *The Astrophysical Journal*, v. 693, n. 1, p. 697–712, mar. 2009. ISSN 0004-637X. <<http://stacks.iop.org/0004-637X/693/i=1/a=697?key=crossref.62731dec3e3ec6b8e8d9eb0d5ef853e9>>.

REACH, W. T. et al. Absolute Calibration of the Infrared Array Camera on the Spitzer Space Telescope. *Astronomical Society of the Pacific*, v. 117, n. 835, p. 978–990, jul. 2005. <<http://arxiv.org/abs/astro-ph/0507139>>.

ROBINSON, E. L.; NATHER, R. E. Quasi-periodic luminosity variations in dwarf novae. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 39, p. 461, abr. 1979. ISSN 0067-0049. <<http://ucp.uchicago.edu/cgi-bin/resolve?id=doi:10.1086/190582>>.

RUFENER, F. Extinction Variations at La Silla. *Geneva Observatory*, v. 03, p. 32–35, 1986.

SCHULZ, H.; WEGNER, G. Spectroscopy of Suspected Peculiar DA White Dwarfs - Part Two - Atmospheric Parameters and Radii. *Astronomy and Astrophysics*, v. 94, p. 272, 1981.

SILVOTTI, R. et al. Search for p-mode Pulsations in DA White Dwarfs with VLT-ULTRACAM. *15th European Workshop on White Dwarfs ASP Conference Series*, v. 372, n. 1994, p. 593–596, 2007.

van Altena, W. F.; Lee, J. T.; Hoffleit, E. D. *The general catalogue of trigonometric [stellar] parallaxes*. [S.l.: s.n.], 1995.

VAUCLAIR, G.; VAUCLAIR, S.; GREENSTEIN, J. L. The chemical evolution of white dwarf atmospheres - Diffusion and accretion. *Astronomy and Astrophysics*, v. 80, n. 1, p. 79–96, 1979.

VENNES, S.; KAWKA, A.; NÉMETH, P. The heavily polluted atmosphere of the DAZ white dwarf GALEX J193156.8+011745. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters*, v. 404, n. 1, p. L40–L44, maio 2010. ISSN 17453925. <<http://doi.wiley.com/10.1111/j.1745-3933.2010.00830.x>>.

WESEMAEL, F. Accretion from interstellar clouds and white dwarf spectral evolution. *Astronomy and Astrophysics*, v. 72, n. 1-2, p. 104–110, 1979.

WOLFF, B.; KOESTER, D.; LIEBERT, J. Element abundances in cool white dwarfs. *Astronomy and Astrophysics*, v. 385, n. 3, p. 995–1007, abr. 2002. ISSN 0004-6361. <<http://www.edpsciences.org/10.1051/0004-6361:20020194>>.

ZABOT, A.; KANAAN, A.; Cid Fernandes, R. NEAR-ULTRAVIOLET AND OPTICAL EFFECTS OF DEBRIS DISKS AROUND WHITE DWARFS. *The Astrophysical Journal*, v. 704, n. 2, p. L93–L97, out. 2009. ISSN 0004-637X. <<http://stacks.iop.org/1538-4357/704/i=2/a=L93?key=crossref.b72dea9b6b81f220f5dfbfc12a67ff6>>.

ZUCKERMAN, B.; BECKLIN, E. E. A search for brown dwarfs and late M dwarfs in the Hyades and the Pleiades. *The Astrophysical Journal*, v. 319, p. L99, ago. 1987. ISSN 0004-637X. <<http://adsabs.harvard.edu/doi/10.1086/184962>>.

ZUCKERMAN, B.; BECKLIN, E. E. Excess infrared radiation from a white dwarf - an orbiting brown dwarf? *Nature*, v. 330, n. 6144, p. 138–140, nov. 1987. ISSN 0028-0836. <<http://www.nature.com/doi/10.1038/330138a0>>.



ZUCKERMAN, B. et al. The Chemical Composition of an Extrasolar Minor Planet. *The Astrophysical Journal*, v. 671, n. 1, p. 872–877, dez. 2007. ISSN 0004-637X. <<http://stacks.iop.org/0004-637X/671/i=1/a=872>>.

ZUCKERMAN, B. et al. Metal Lines in DA White Dwarfs. *The Astrophysical Journal*, v. 596, n. 1, p. 477–495, out. 2003. ISSN 0004-637X. <<http://stacks.iop.org/0004-637X/596/i=1/a=477>>.